

# UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID

FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS

Departamento de Física de la Tierra, Astronomía y Astrofísica II  
(Astrofísica y Ciencia de la Atmósfera)



## TESIS DOCTORAL

**Detección de planetas en estrellas activas y estudio de la interacción  
estrella-planeta: el caso de BD+20 1790**

MEMORIA PARA OPTAR AL GRADO DE DOCTOR

PRESENTADA POR

**María Magdalena Hernán Obispo**

Directores

Elisa de Castro Rubio

Maria Cruz Gálvez Ortiz

**Madrid, 2016**



UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID

---

FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS  
DEPARTAMENTO DE ASTROFÍSICA Y CIENCIAS DE LA ATMÓSFERA

---

# **Detección de planetas en estrellas activas y estudio de la interacción estrella-planeta: el caso de BD+20 1790**

Dirigida por:

Profa. Elisa de Castro Rubio  
Prof. Manuel Cornide Castro-Piñeiro  
Universidad Complutense de Madrid

y

Dra. Mari Cruz Gálvez Ortiz  
Centro de Astrobiología INTA-CSIC

Memoria presentada por  
María Magdalena Hernán Obispo  
para aspirar al grado de  
Doctor en Astrofísica  
Madrid, Septiembre 2015



“ Si fijas el rumbo según una estrella,  
podrás navegar en medio de una tormenta.”

LEONARDO DA VINCI

“ A lo lejos, sobre los Ephel Dúath en el oeste, el cielo nocturno era aún pálido y lívido. Allí, asomando entre las nubes sobre un peñasco oscuro en lo alto de las montañas, Sam vio de pronto una estrella blanca que titilaba. Tanta belleza, contemplada desde aquella tierra desolada e inhóspita, le llegó al corazón, y la esperanza renació en él. Porque frío y nítido como una saeta lo traspasó el pensamiento de que la Sombra era al final solo una cosa pequeña y transitoria: había luz y belleza para siempre más allá de su alcance.”

J. R. R. TOLKIEN, *El retorno del rey*



Cover images credits:

NASA, ESA, and M. Kornmesser (ESO). STScI-PRC 12-07

Mark A. Garlick. *markgarlick.com*

*A mi familia,  
en especial a mis pequeños padawans,  
Érica, Carolina, Isaac y Juan,  
por soportar todos los ratos en que no hemos  
podido jugar juntos por culpa de la Tesis.*



---

# Índice general

---

Índice de figuras	xiii
Índice de tablas	xix
Resumen	2
Summary	4
<b>1 Introducción</b>	<b>5</b>
1.1 BD+20 1790 . . . . .	8
1.2 Contenidos de la Tesis, principales resultados y conclusiones . . . . .	11
1.3 Objetivos . . . . .	16
<b>2 Planetas Extrasolares</b>	<b>19</b>
2.1 Aproximación histórica: innumerables soles, diversidad de mundos . . . . .	20
2.2 Situación actual del campo de los planetas extrasolares . . . . .	22
2.2.1 Breve resumen del Sistema Solar . . . . .	23
2.2.2 Características de las estrellas albergadoras de planetas . . . . .	23
2.2.3 Propiedades observadas de los exoplanetas . . . . .	28
2.2.3.1 Masa . . . . .	29
2.2.3.2 Semieje mayor . . . . .	31
2.2.3.3 Periodo . . . . .	31
2.2.3.4 Excentricidad . . . . .	32
2.2.4 Otros mundos, pero no como el nuestro: tipos de planetas y sistemas exóticos . . . . .	34

2.2.5	Teorías de formación planetaria o como construir un Júpiter caliente	39
2.3	Técnicas de detección . . . . .	40
2.3.1	Velocidad radial . . . . .	41
2.3.2	Astrometría . . . . .	42
2.3.3	Cronometría de pulsares y otros objetos con señal periódica . . . . .	44
2.3.4	Microlente gravitatoria . . . . .	44
2.3.5	Imagen directa . . . . .	45
2.3.6	Tránsitos fotométricos . . . . .	46
2.3.7	Otros métodos . . . . .	47
2.4	La técnica de la Velocidad Radial . . . . .	47
2.4.1	Los comienzos . . . . .	47
2.4.2	Descripción de la técnica . . . . .	51
2.4.3	Dificultades y limitaciones de la técnica . . . . .	53
<b>3</b>	<b>Detección de planetas y actividad estelar</b>	<b>55</b>
3.1	Actividad solar . . . . .	55
3.2	Actividad estelar. Estrellas frías . . . . .	59
3.2.1	Indicadores de actividad . . . . .	59
3.3	Efectos de la actividad estelar en la detección de exoplanetas . . . . .	61
3.3.1	Señales de minutos a horas . . . . .	61
3.3.1.1	Oscilaciones estelares . . . . .	61
3.3.1.2	Granulación . . . . .	62
3.3.2	Señales de días . . . . .	62
3.3.2.1	Supergranulación . . . . .	62
3.3.2.2	Actividad con modulación rotacional . . . . .	63
3.3.2.3	Interacción magnética estrella-planeta (SPMI) . . . . .	66
3.3.3	Señales de días a años . . . . .	66
3.3.3.1	Ciclos de actividad . . . . .	66
3.3.3.2	Longitudes activas . . . . .	66
3.3.4	Otras señales: ruido estocástico debido a fulguraciones . . . . .	66

3.3.5	Otros factores que provocan variación en la velocidad radial . . . . .	68
3.4	Soluciones al problema de la actividad en las velocidades radiales . . . . .	70
3.4.1	Evitar las estrellas activas . . . . .	70
3.4.2	Término de jitter en cuadratura al error de la velocidad radial . . . . .	70
3.4.3	Estrategias observacionales . . . . .	71
3.4.4	Corrección usando correlaciones con indicadores de actividad . . . . .	71
3.4.5	Análisis de la velocidad radial . . . . .	72
3.4.6	Modelado de regiones activas . . . . .	73
3.4.7	Modelos de ruido rojo para ajustar la velocidad radial . . . . .	73
3.4.8	Usar la fotometría para estimar la señal de la velocidad radial . . . . .	74
3.4.9	Esta Tesis . . . . .	74
3.5	Interacción estrella-planeta: SPI . . . . .	75
<b>4</b>	<b>Evidence of a massive planet candidate orbiting the young active K5V star BD+20 1790</b>	<b>83</b>
4.1	Introduction . . . . .	84
4.2	BD+20 1790: An overview . . . . .	85
4.3	Observations and data analysis . . . . .	87
4.3.1	Spectroscopic data . . . . .	87
4.3.2	Photometric data . . . . .	89
4.4	The nature of the RV variations . . . . .	90
4.4.1	Searching for periodical signals on RV . . . . .	92
4.4.2	Stellar activity jitter . . . . .	92
4.4.3	RV wavelength dependence . . . . .	96
4.4.4	RV variation by empirical spots and plages? . . . . .	96
4.4.5	The RV signal be without a planet . . . . .	99
4.4.6	RV jitter from flares . . . . .	100
4.5	Orbital solution for BD+20 1790 b . . . . .	101
4.6	Discussion . . . . .	103
4.7	Conclusions . . . . .	105

<b>5</b>	<b>Analysis of combined radial velocities and activity of BD+20 1790: evidence supporting the existence of a planetary companion</b>	<b>109</b>
5.1	Introduction . . . . .	111
5.2	BD+20 1790 system: previous works . . . . .	112
5.3	Observations and Data Analysis . . . . .	116
5.3.1	Spectroscopic data . . . . .	116
5.3.2	Photometric data . . . . .	119
5.3.3	Spectropolarimetric data . . . . .	121
5.4	Results . . . . .	121
5.4.1	Bayesian analysis of RV data . . . . .	123
5.4.2	Searching for activity-related periodicities in RV data . . . . .	123
5.4.3	Bayesian analysis of chromospheric activity indices . . . . .	124
5.4.4	Jitter from flares in the CORALIE data . . . . .	124
5.4.5	Fake star model and signals detected at CORALIE data . . . . .	128
5.4.6	HARPS-N vs. CORALIE data . . . . .	130
5.5	New orbital solution . . . . .	131
5.6	On possible star-planet-interaction . . . . .	133
5.6.1	Star-planet interaction stage . . . . .	133
5.6.2	The BD+20 1790 case . . . . .	135
5.7	Discussion . . . . .	136
5.8	Summary . . . . .	140
<b>6</b>	<b>Conclusiones y trabajo futuro</b>	<b>143</b>
6.1	Resumen y conclusiones . . . . .	143
6.2	Trabajo futuro . . . . .	146
<b>A</b>	<b>Tablas del Capítulo 5</b>	<b>149</b>
<b>B</b>	<b>Lista de publicaciones</b>	<b>153</b>
B.1	Publicaciones en artículos con refereee . . . . .	153
B.1.1	En esta tesis . . . . .	153

---

B.1.2  Otros artículos . . . . .	153
B.2  Proceedings reuniones y conferencias . . . . .	154
<b>Agradecimientos</b>	<b>157</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>163</b>





---

## Índice de figuras

---

1.1	Distribución de edad de las estrellas albergadoras de planetas. En el zoom se muestran las estrellas con edad menor de 100 millones de años. . . . .	6
1.2	Diagrama de Ishikawa (causa-efecto) de las variaciones de la velocidad radial y sus posibles fuentes . . . . .	7
1.3	Indicadores de actividad cromosféricos. De izquierda a derecha y de arriba a abajo: $H\alpha$ , $H\beta$ , $H\gamma$ , $H\delta$ , Ca II K, Ca II H y $H\epsilon$ , CaT, He I D <sub>3</sub> . Cada imagen muestra en el cuadro de la izquierda el espectro observado y en el cuadro de la derecha, el espectro sustraído. . . . .	10
1.4	Diagramas de Ishikawa para el artículo Hernán-Obispo et al. (2010). <b>Arriba:</b> Inicial. <b>Abajo:</b> Final. . . . .	12
1.5	Curvas de la velocidad radial correspondientes a los tres periodos encontrados en el sistema. De izquierda a derecha y de arriba a abajo: fotométrico, sinódico y orbital. El código de color corresponde a los datos de FIES (verde), FOCES (azul), SARG (rojo) y HERMES (negro). . . . .	14
1.6	Diagrama de Ishikawa final para el artículo Hernán-Obispo et al. (2015). En la figura aparecen recuadradas las tres contribuciones que hacen variar a la velocidad radial. . . . .	15
1.7	Impresión artística del sistema BD+20 1790 . . . . .	16
2.1	Distancia de los distintos planetas del Sistema Solar al Sol en unidades astronómicas . . . . .	24
2.2	Histograma de la distancia a las estrellas con planetas. . . . .	25
2.3	<b>Arriba:</b> Distribución de masa de las estrellas con planetas. <b>Abajo:</b> Histograma $T_{eff}$ de la estrellas con planeta . . . . .	26
2.4	<b>Arriba:</b> Histograma de la edad de las estrellas con planeta. <b>Abajo:</b> Histograma de la edad de las estrellas con planeta con edades menores de 100 Myr . . . . .	27
2.5	Histograma de la metalicidad de las estrellas con planetas . . . . .	28

2.6	Numero de exoplanetas vs. año de descubrimiento. Las distintas técnicas empleadas están señaladas con un código de color . . . . .	29
2.7	Distribución de masa de los exoplanetas descubiertos. . . . .	30
2.8	Masa de los exoplanetas conocidos vs. año descubrimiento . . . . .	30
2.9	Masa vs. semi eje mayor $a$ . . . . .	31
2.10	Histograma del semieje mayor . . . . .	32
2.11	Histograma Periodo orbital . . . . .	33
2.12	Masa vs. periodo. El código de colores indica la técnica de detección utilizada	33
2.13	Excentricidad vs. Semi eje mayor . . . . .	34
2.14	Histograma de la excentricidad . . . . .	35
2.15	Excentricidad vs. periodo. El código de colores indica la técnica de detección utilizada . . . . .	35
2.16	Tabla periódica de los planetas extrasolares clasificados en 18 categorías de temperatura y masa. Los círculos rojos señalan los tipos de planetas que no existen en el Sistema Solar. La temperatura se distribuye en vertical en 3 regiones: zona caliente, zona templada o zona de habitabilidad y zona fría. La masa se divide en 6 regiones en horizontal: objetos de masa mini-terrestre ( $10^5$ a $0.1 M_T$ ), de masa sub-terrestre ( $0.1$ a $0.5 M_T$ ), terrestre ( $0.5$ a $5 M_T$ ), super tierras( $5$ a $10 M_T$ ), objetos neptunianos ( $10$ a $50 M_T$ ) y objetos jovianos ( $M > 50 M_T$ ). Crédito: Planetary Habitability Laboratory, UPR . . . .	36
2.17	Zona de habitabilidad en función de la Temperatura efectiva y el tipo espectral. En la imagen aparecen señalados algunos de los planetas del Sistema Solar. Crédito: A. Hatzes. . . . .	38
2.18	Desplazamientos doppler debidos al movimiento de la estrella alrededor del centro de masas del sistema por la presencia de un compañero planetario no visible. Crédito: exoplanets.org . . . . .	42
2.19	Diagrama comparativo del método astrométrico, velocidad radial y tránsitos fotométricos . . . . .	43
2.20	Microlente gravitatoria . . . . .	45
2.21	Esquema de un planeta transitando a su estrella. En la imagen aparecen señalados el eclipse primario y el secundario (ocultación). . . . .	46
2.22	Mapa conceptual de los métodos de detección de exoplanetas, en uso y proyectados . . . . .	48
2.23	Comparativa de los tipos de métodos. Crédito: Stephen Udry . . . . .	50
2.24	Evolución de la precisión en las medidas de la evolución radial a lo largo del tiempo. Crédito: S. Saar . . . . .	50

2.25	Órbita elíptica en tres dimensiones, indicando los distintos elementos orbitales . . . . .	52
3.1	<b>Izquierda:</b> Imagen en óptico de la fotosfera. Se puede apreciar el fenómeno de la granulación. <b>Derecha:</b> Sucesión de imágenes en $H\alpha$ de la cromosfera, en las que se puede observar las espículas. . . . .	57
3.2	Composición mostrando las diferentes capas de la atmósfera solar y los principales fenómenos que ocurren en cada una . . . . .	58
3.3	Valores de velocidad radial mostrando la amplitud y el periodo de modos-p para estrellas de distintos tipos espectrales, ordenados de arriba a abajo de más tardío a más temprano. . . . .	63
3.4	Ilustración del efecto de una mancha en la forma de una línea espectral, o equivalentemente de la CCF . . . . .	64
3.5	<b>Izquierda:</b> BIS de una línea espectral se define como la diferencia entre los promedios $V_t$ (top) y $V_b$ (bottom). <b>Derecha:</b> BIS vs velocidad radia, para la estrella HD 166435 . . . . .	65
3.6	Mapa conceptual de las fuentes de jitter estelar. Los colores indican la/s capa/s envuelta/s . . . . .	67
3.7	Diagrama de Ishikawa (causa-efecto) de las variaciones de la velocidad radial y sus posibles fuentes . . . . .	69
3.8	Resumen de las técnicas de las soluciones actuales para reducir el impacto de la actividad en la medida de las velocidades radiales. En la segunda columna están detalladas las limitaciones o debilidades de cada técnica. Parte 1/4. . . . .	76
3.9	Resumen de las técnicas de las soluciones actuales para reducir el impacto de la actividad en la medida de las velocidades radiales. En la segunda columna están detalladas las limitaciones o debilidades de cada técnica. Parte 2/4. . . . .	77
3.10	Resumen de las técnicas de las soluciones actuales para reducir el impacto de la actividad en la medida de las velocidades radiales. En la segunda columna están detalladas las limitaciones o debilidades de cada técnica. Parte 3/4. . . . .	78
3.11	Resumen de las técnicas de las soluciones actuales para reducir el impacto de la actividad en la medida de las velocidades radiales. En la segunda columna están detalladas las limitaciones o debilidades de cada técnica. Parte 4/4. . . . .	79
4.1	Chromospheric activity indicators. The dashed line indicates quiescent state, while solid line indicates flare state. From top to bottom and left to right: He I $D_3$ region, Ca II K, $H\alpha$ , and $H\beta$ . . . . .	87

- 4.2 Photometry phased to the 2.801 days period. A linear trend and a zero point have been subtracted to both bands. The residuals with respect to a simple sine-wave model are shown in the lower panel. . . . . 91
- 4.3 Postfit residuals to the photometry as a function of the period. The sharper minima correspond to the 2.801 day period in both bands. The RVs period is marked in grey to illustrate the absence of related photometric signals. . . 91
- 4.4 **a. Up:** Least-squares periodogram of the nightly averaged radial velocity measurements. The 7.78 days peak has a FAP of 0.35%. The dotted horizontal line illustrates a FAP lower than 1% and the dashed horizontal line a FAP lower than 5%. **b. Down:** Empirical FAP as a function of the power (red line). The grey bars illustrate the distribution of false alarms with an arbitrary normalization used to derive the empirical FAP. The Y axis is on a logarithmic scale. . . . . 93
- 4.5 Bisector velocity span vs. radial velocity for all the observing runs. Symbols represent the different runs: stars for FOCES 04A, diamonds for SARG 04B, circles for SARG 06A, and triangles for FOCES 07B. . . . . 94
- 4.6 Periodogram for bisectors of all runs. . . . . 95
- 4.7 Spectroscopic index for chromospheric activity indicators, phased folded orbital period. From top to bottom:  $H\alpha$  (squares),  $H\beta$  (circles), Ca II IRT (triangles) and Ca II H & K (stars). The dashed line is indicating the quiescent state. Error bars for indices are about 0.001 . . . . . 97
- 4.8 Periodogram for  $H\alpha$  index. . . . . 98
- 4.9  $H\alpha$  index for the data without flare events, including a modulation with a period of about 2.77 days, similar to the photometric period. . . . . 98
- 4.10 Postfit residuals to  $H\alpha$  index for no-flare data as a function of the period. . . 99
- 4.11 Radial velocity amplitude variation with wavelength, computed for LO Peg profiles . . . . . 100
- 4.12 **Up:**  $H\alpha$  index vs. BIS. The dashed line indicates the quiescent state. **Down:**  $H\beta$  index vs. BIS. Error bars for the indices are about of 0.001. . . . . 101
- 4.13 Radial velocity variability of BD+20 1790. **a. Up:** Circular orbit. **b. Down:** Eccentric orbit. Values marked with circle symbol represent FOCES runs except stars that represent DDT FOCES 08B run. Diamond symbols are for SARG runs. . . . . 102
- 4.14 Radial velocity variation of BD+20 1790 computed considering only the data that are not affected by flares. Circle symbol represent FOCES runs except that stars represent DDT FOCES 08B run. Diamond symbol are for SARG runs. . . . . 103

- 5.1 An example of Ca II H & K lines for BD+20 1790 at quiescent state. Both lines appear always in strong emission over continuum, and do not show the reversal emission observed in other active stars. . . . . 113
- 5.2 **Top:** H $\alpha$  line for 2013 February 22 (HARPS-N). Red dashed lines are for quiescent state. The EW (H $\alpha$ ) changes between -0.86 Å (quiescent state) to -1.89 Å (flare state). **Bottom:** He I  $D_3$ , Na I  $D_1$  and  $D_2$  lines for 2013 February 22 (HARPS-N). Red dashed lines are for quiescent state. Note the He I  $D_3$  line (5876 Å) strong emission and the filling in of the Na I  $D_1$  and  $D_2$  lines during the flare. . . . . 117
- 5.3 Sample light curves from ASAS data, folded with  $P_{rot}$  period. a) 2002-2003 data; b) 2003-2004 data; c) 2004-2005 data; d) 2007-2008 data; note the scale constancy. . . . . 118
- 5.4 Light curve of BD+20 1790 based on Terskol photometry and folded with rotational period. . . . . 120
- 5.5 LSD profiles of BD+20 1790 for 2013 April 22 (top panel) and 2013 May 04 (bottom panel). For each panel, the upper plot shows the Stokes V LSD profile (normalized to the continuum level, expanded by 100 times and shifted up by 0.2), the middle plot shows the Null LSD profile (again normalized expanded by 100 times and shifted up by 0.1) and the lower plot shows the Stokes I normalized LSD profile. . . . . 122
- 5.6 The three signals in the combined FIES (green), FOCES (blue), SARG (red), and HERMES (black) radial velocities corresponding to the 2.69 (top), 4.36 (middle), and 7.78 (bottom) periodicities with the other signals subtracted. . 125
- 5.7 Activity index vs. BIS for CORALIE data. Blue symbols represent flare affected indices. Red symbols represent the data without flare activity. Circles are for H $\alpha$ , stars for H $\beta$ , triangles for He I  $D_3$ , squares for Ca II H & K. It can be seen that the scatter for the BIS is higher when a flare event occurs. Points that are marked with a dashed circle present a peculiar behaviour that is discussed in the text. Error bars for indices are about 0.001 and for BIS about 0.0001 km/s. . . . . 126
- 5.8 **Top:** H $\alpha$  line for the blue point marked in Fig. 5.7. **Bottom:** He I  $D_3$  line for the blue point marked in Fig. 5.7. The red dashed line is indicating the quiescent state. . . . . 128
- 5.9 RV vs. BIS for CORALIE data. Blue symbols represent flare-affected data for CORALIE both runs. Red symbols represent the data without flare activity. Error bars for BIS are about 0.0001 km/s. . . . . 129
- 5.10 Periodograms for LT 2007 (down) and LT 2008 (up) for the fake star model. 130
- 5.11 Radial velocity of all runs and HARPS-N. Red stars represent HARPS data. Black symbols represent the rest of runs. Error bars for HARPS data are about 0.004 km/s. . . . . 131

- 5.12 Activity index vs. BIS for CORALIE and HARPS-N data. Circles are for  $H\alpha$ , stars for  $H\beta$ , triangles for He I  $D_3$ , squares for Ca II H & K. Blue symbols represent flare affected indices. Red symbols represent the data without flare activity. Filled circle are for CORALIE data. The rest for HARPS-N data. It can be seen that the scatter for the BIS is higher when a flare event occurs. Points that are marked with a dashed circle present a peculiar behaviour that is discussed in the text. Error bars for indices are about 0.001 and for BIS about 0.0001 km/s. . . . . 132
- 5.13 RV vs. BIS for CORALIE and HARPS-N data. Blue symbols represent flare-affected data for CORALIE both runs. Red symbols represent the data without flare activity. Filled symbols are for CORALIE data and open symbols are for HARPS-N. Error bars for BIS are about 0.0001 km/s. . . . . 132
- 5.14 Residual emission for  $H\alpha$  line of CORALIE runs vs. JD. Circles are for Set1 and Triangles for Set2. The gray box indicates quiescent state. . . . . 134
- 5.15 Residual emission for He I  $D_3$  line of CORALIE runs vs. JD. Circles are for Set1 and Triangles for Set2. The gray box indicates quiescent state. . . . . 135
- 5.16 Histogram for flare occurrence in polar coordinates. **Top:** Phase folded orbital period. **Middle:** Phase folded synodic period. **Bottom:** Phase folded photometric period. . . . . 137
- 5.17 Flare events for the Foces08B run. **Top:** Phase folded orbital period. **Middle:** Phase folded synodic period. **Bottom:** Phase folded photometric period. The number of orbits for every period are marked with different symbols and colours, that are explained at each figure. . . . . 138
- 5.18 Artistic impression (M. Hernán-Obispo and S. Recuero) for the BD+20 1790 system, discussed in text. The co-rotation radius is about  $10 R_*$ , whereas the estimated height for the prominence-like structures is up to  $15 R_*$ . The planet semi-major axis is about to  $21 R_*$ . . . . . 140

---

# Índice de tablas

---

1.1	Parámetros de BD+20 1790 . . . . .	9
2.1	Características de los planetas del Sistema Solar . . . . .	24
2.2	Lista de técnicas de detección y número de exoplanetas encontrados . . . . .	41
3.1	Indicadores de actividad en el UV . . . . .	60
3.2	Principales fenómenos que producen variaciones en la velocidad radial, su escala temporal y la amplitud de la señal . . . . .	62
4.1	Stellar parameters of BD+20 1790 . . . . .	88
4.2	Observing runs . . . . .	90
4.3	Radial velocity . . . . .	92
4.4	Orbital parameters of BD+20 1790 b . . . . .	104
5.1	Parameters of BD+20 1790 and the planet candidate . . . . .	115
5.2	Observing runs . . . . .	119
5.3	Log of ASAS-observations of BD +20 1790 . . . . .	119
5.4	Log of TERSKOL-observations of BD +20 1790 . . . . .	120
5.5	Number of flares for the CORALIE run (both Set 1 and Set 2), HARPS-N all runs, and for the rest of the runs (FIES, FOCES, MERCATOR and SARG runs, see Table 5.2 on this paper and Table 2 at Paper I for further details). .	127
5.6	The MAP estimates and the 99% BCS's of the one- and three-periodicity models of the combined FIES, FOCES, HERMES, and SARG radial veloci- ties. First block shows orbital elements of BD+20 1790 b . . . . .	133
A.1	Velocidad radial BD+20 1790 - Hernán-Obispo et al. 2015 . . . . .	150
A.2	Fotometría TERSKOL . . . . .	151





---

# Resumen

---

Desde que en 1995 se descubriera el primer exoplaneta, la búsqueda de planetas alrededor de otras estrellas se ha convertido en uno de los campos con mayor productividad en Astrofísica, una auténtica cacería que ha dado como fruto cerca de 2000 nuevos mundos. La *fauna* planetaria descubierta presenta una diversidad nunca antes imaginada, tan amplia que ha llevado a replantear las teorías de formación de planetas, para poder explicar su existencia.

La búsqueda de exoplanetas se ha centrado tradicionalmente en estrellas con niveles muy bajos de actividad. Los surveys de búsqueda de planetas descartaban de manera sistemática las estrellas activas y jóvenes, en favor de estrellas más viejas y menos activas. Esto introduce un importante sesgo observacional en los resultados, dejando sin explorar un importante régimen en el espacio de parámetros, imprescindible para ayudar a reconstruir los escenarios de formación y describir las etapas más tempranas de la evolución de los sistemas planetarios. Detectar planetas en estrellas jóvenes puede proporcionar una información muy valiosa de los mecanismos de formación y su escala temporal. Sin embargo, hay muy pocos planetas detectados en estrellas con edades menores de 100 millones de años.

Esta Tesis doctoral se centra en el estudio de la estrella BD+ 20 1790, de tipo espectral K5Ve, excepcionalmente activa ( $\log R'_{HK} = -3.7$ ) y joven, con una edad estimada de 35-80 millones de años. En comparación con objetos del mismo tipo espectral, velocidad de rotación y rango de edad, BD+20 1790 presenta un nivel de actividad muy elevado, que se manifiesta en una plétora de fenómenos en todas las capas de la atmósfera. Mediante espectroscopía multilongitud de onda con alta resolución espectral y datos fotométricos de varias épocas, se ha podido determinar qué fenómenos ocurren en las distintas capas de la atmósfera de la estrella, su escala temporal y su intensidad. En la cromosfera se detectaron estructuras tipo protuberancia co-rotando con la estrella, localizadas en zonas de inestabilidad lejos del plano ecuatorial, y emisión debida a playas. A partir del análisis fotométrico se encontraron manchas fotosféricas con un factor de cobertura entre 9 % y 15 %, y que parecen regenerarse en un rango de latitudes. Son numerosas las fulguraciones muy intensas observadas, con una fase de decaimiento de varias horas. La tasa de ocurrencia de fulguraciones es altísima, del orden del 60 %. La luminosidad en rayos X es mucho mayor que la promedio para una estrella K de similar edad. Observaciones espectropolarimétricas han permitido medir por primera vez el campo magnético de la estrella. Las variaciones en la velocidad radial tienen una semiamplitud en torno a 1 km/s. Este hecho junto con el elevado nivel de actividad de la estrella, que no se justifica por su juventud, motivó el estudio de la naturaleza de la variación de las velocidades radiales.

El primer artículo está centrado en el análisis de la velocidad radial, y en discriminar la naturaleza de su variación. Basándonos en un cuidadoso estudio de los fenómenos de actividad y en su efecto en la velocidad radial, proponemos la presencia de un planeta como la mejor interpretación para las variaciones de la velocidad radial y la mejor hipótesis para explicar las peculiaridades de esta estrella. En el artículo se van planteando hipótesis acerca de las posibles fuentes que hacen variar a la velocidad radial, y se van rechazando hasta encontrar una que explica todas las características presentadas.

El segundo artículo es una nueva aproximación al estudio de la variación de las velocidades radiales, empleando el método bayesiano para analizar de manera simultánea y complementaria, la velocidad radial y los índices de actividad. El análisis simultáneo de los índices de actividad permite discriminar si las señales encontradas en la velocidad radial son puramente estelares o no. A partir del análisis bayesiano de la velocidad radial se determina que las variaciones provienen de una combinación de distintos fenómenos modulados con diferentes periodos, siendo la principal señal la del compañero planetario. Superpuesta a esta, encontramos otras dos señales adicionales relativas a actividad estelar, una que varía con el periodo de rotación de la estrella y otra que varía con el periodo sinódico ( $P_{\text{syn}}^{-1} = |P_{\text{rot}}^{-1} - P_{\text{orb}}^{-1}|$ ). Se calcula una solución orbital mejorada tras quitar las dos contribuciones principales del jitter estelar. Presentamos un nuevo método para eliminar la contribución del jitter estelar, considerando las señales de actividad encontradas como un segundo y tercer cuerpo en el sistema, haciendo un ajuste kepleriano con esos periodos. El análisis bayesiano de los índices de actividad muestra una modulación con el periodo sinódico, indicando una posible interacción magnética estrella-planeta. BD+20 1790 es de las pocas estrellas albergando un Júpiter caliente cuya actividad cromosférica está modulada por el periodo sinódico del sistema.

Se proponen dos posibles fuentes para las fulguraciones detectadas: una relacionada con la geometría del sistema, y el movimiento del planeta y la estrella, y otra puramente estocástica, debida a la evolución de las regiones activas.

Concluimos que el análisis bayesiano sostiene la hipótesis de la presencia de un compañero planetario para BD+20 1790, como la hipótesis que mejor explica e integra todos los fenómenos que se observan en la estrella.

El análisis y los resultados que se presentan en esta Tesis, dan una explicación global a todos los fenómenos que ocurren en la estrella, interrelacionándolos entre sí.

Los resultados de esta Tesis constituyen una contribución significativa a la detección de planetas extrasolares en estrellas activas jóvenes. Se muestra que es posible detectar planetas en estrellas muy activas, si se realiza un estudio de los fenómenos de actividad junto con el análisis de la velocidad radial. Esto implica una cuidadosa caracterización y comprensión de los fenómenos de actividad de estrella. Esta tesis rompe una lanza a favor de las búsquedas exoplanetarias en estrellas jóvenes activas. El estudio de BD+20 1790 b tiene el potencial de ayudarnos a comprender cómo son los sistemas planetarios en sus etapas de evolución más tempranas, un eslabón entre los sistemas en formación y los ya evolucionados.

---

## Summary

---

Since the first exoplanet was discovered in 1995, the search of planets around other stars has become one of the more productive fields in Astrophysics, a real "hunt" that has provided about 2000 new worlds. The planetary "zoo" found until now presents a diversity that could not be imagined before and that has led to reconsider planetary formation theories in order to explain their existence.

The exoplanet searches have been centered traditionally in stars with low activity levels. Planet search surveys avoid systematically active and young stars, favoring older and less active ones. This introduces an important observational bias in the results, leaving unexplored an important parameter space, essential to aid in the formation scenario reconstruction and to describe the earliest stages of planetary systems evolution. Detecting planets in young stars can provide a valuable information about the migration processes or their atmosphere evolution. There is an important dearth of planets around stars with ages under 100 Million years.

This PhD work is focused in the study of BD+ 20 1790, a KV5e young star, exceptionally active ( $\log R'_{HK} = -3.7$ ), with an estimated age of 35-80 million years. In comparison with stars of similar spectral type, rotational velocity and age, BD+ 20 1790 presents a high activity level, that manifests in a plethora of phenomena in all atmospheric layers. Through an spectroscopic multiwavelength coerture of high resolution echelle spectra, and the analysis of photometric data obtained in several epochs, the different phenomena that occur in different layers of the star atmosphere could be determined, as well as their temporal scale and intensity. In the chromosphere, protuberance-like structures that co-rotate with the star have been detected, located in unstable latitudes far from the equatorial plane. Also plage emissions are found. From the photometric analysis, photospheric spots are detected with a spot filling factor of the stellar disc ranging between 9% and 15%. The spots seem to regenerate in a determined range of latitudes. Flare events are numerous and very energetic, with several hours of decay phase. The flare rate for BD+20 1790 is very high, about 60%. While the average luminosity of a K type star of similar age is  $\log L_X \sim 28.8$ , BD+20 1790 is a markedly active star, with a  $\log L_X \sim 29.2$ . Spectropolarimetric observations have allowed to measure the magnetic field of the star for the first time, being 67 G in average. Radial velocity variations found have a semi-amplitude of 1 km/s. This fact, joint to the high activity level of the star, that cannot be explained by its youth, was the motivation for the study of the radial velocity variation sources.

Based in a careful activity phenomena study, and in a deep analysis and discussion of the activity effects on radial velocity, the presence of a planetary companion to the star

is the best explanation for the radial velocity variations.

From the Bayesian analysis of the radial velocity, it could be determined that the variations in radial velocity come from the combination of several and different phenomena with different period modulation, being the planetary companion the main source. Superimposed to the planet signal, two more signals were found, related with activity, one that varies with rotational period and a second one that varies with the synodic period ( $P_{\text{syn}}^{-1} = |P_{\text{rot}}^{-1} - P_{\text{orb}}^{-1}|$ ). The simultaneous analysis of the activity indices allows us to discriminate if the signals found in the radial velocity have an stellar origin or not. Also, a new method to avoid the stellar jitter contribution is presented, considering the two signals as a second and third body in the system and performing a Keplerian fit with their respective periods. After the removal of the two stellar jitter contributions an improved orbital solution is presented .

The Bayesian analysis of the activity indices shows a modulation with the synodic period, that allows to suspect a possible magnetic interaction between the star and the planet (SPI). BD+20 1790 is one of the few stars that host a hot Jupiter whose chromospheric activity is modulated by the synodic period of the system.

Two possible flare sources were postulated: one related with the system geometry and the movement of the planet and the star, and other purely stochastic due to the evolution of the active regions.

We conclude that the Bayesian analysis supports the hypothesis of the presence of a planetary companion for BD+20 1790 as the best explanation of the radial velocity variations, integrating also all the phenomena observed in the star.

The analysis and results presented in this work provide a coherent global explanation of all phenomena in the star and their relations.

The results presented in this PhD work provide a significative contribution to the detection of planets around young active stars. It is shown that it is possible to detect planets around active stars when both, radial velocity and activity phenomena, are analyzed. The success of the radial velocity technique in the search of planets around young active stars is based in the discrimination between the activity levels and the planetary signal. This is not possible without a careful characterization and understanding of the activity phenomena of the star. This PhD thesis supports the search of planets around young active stars. The study of BD+20 1790 b has the potential to improve the understanding of how the planetary systems are in their evolutionary early stages, a link between the forming planetary systems and the already evolved ones.

---

# Introducción

---

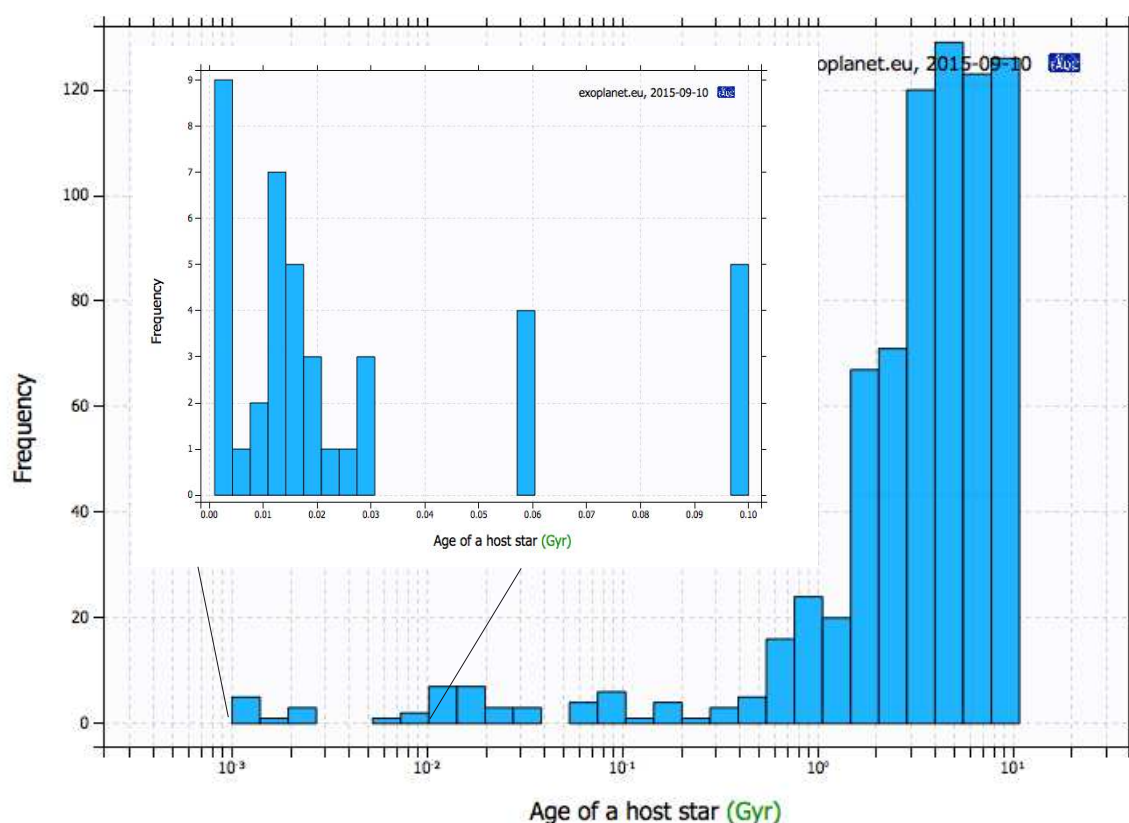
*It's a minor Earth,  
and major sky.*

MINOR EARTH, MAJOR SKY, A-HA

La búsqueda de planetas alrededor de otras estrellas se ha convertido en los últimos veinte años en uno de los campos más exitosos y productivos en Astrofísica, tanto en resultados científicos como en el desarrollo de tecnología dedicada. La pregunta sobre la existencia de otros mundos, otros sistemas solares, otra tierra habitada, ha estado presente en la lista de inquietudes del hombre desde hace milenios. Sin embargo, tras décadas de infructuosos anuncios y desmentidos, no se obtuvo una respuesta sólida hasta 1995, cuando Mayor y Queloz (Mayor & Queloz 1995) anunciaron el descubrimiento alrededor de una estrella de tipo solar de 51 Pegasi b, un singular y extraño mundo, con masa similar a Júpiter, pero una distancia a su estrella casi diez veces menor que la de Mercurio al Sol. Este descubrimiento forjó los cimientos de un nuevo campo de investigación en la Astrofísica: la búsqueda y estudio de planetas extrasolares.

La *fauna* planetaria descubierta hasta hoy, una colección de más de 1200 sistemas planetarios, con cerca de 2000 exoplanetas detectados (y varios miles más por confirmar pertenecientes a observaciones del telescopio espacial Kepler), presenta una increíble variedad de masas, tamaños y elementos orbitales, alrededor de estrellas de diferente masa, temperatura y edad (Udry & Santos 2007; Mordasini et al. 2009a, b). Explicar la formación de los sistemas planetarios encontrados es un gran reto, debido a la asombrosa diversidad y complejidad de las arquitecturas exoplanetarias descubiertas, que ha llevado a revisar las teorías actuales de formación de planetas. El modelo propuesto para el Sistema Solar es desafiado por muchos de estos nuevos mundos. Algunos de los nuevos tipos de planetas ni siquiera habían sido contemplados teóricamente. No existe actualmente una teoría que explique de manera global, tantos contextos de formación planetaria, tan diversos y diferentes.

La búsqueda de exoplanetas se ha centrado tradicionalmente en estrellas con niveles muy bajos de actividad. Los surveys de búsqueda de planetas descartaban de manera sistemática las estrellas activas y jóvenes, en favor de estrellas más viejas y menos activas. Esto introduce un importante sesgo observacional en los resultados, ya que se deja sin explorar un importante régimen en el espacio de parámetros, imprescindible para ayudar a reconstruir los escenarios de formación y describir las etapas más tempranas

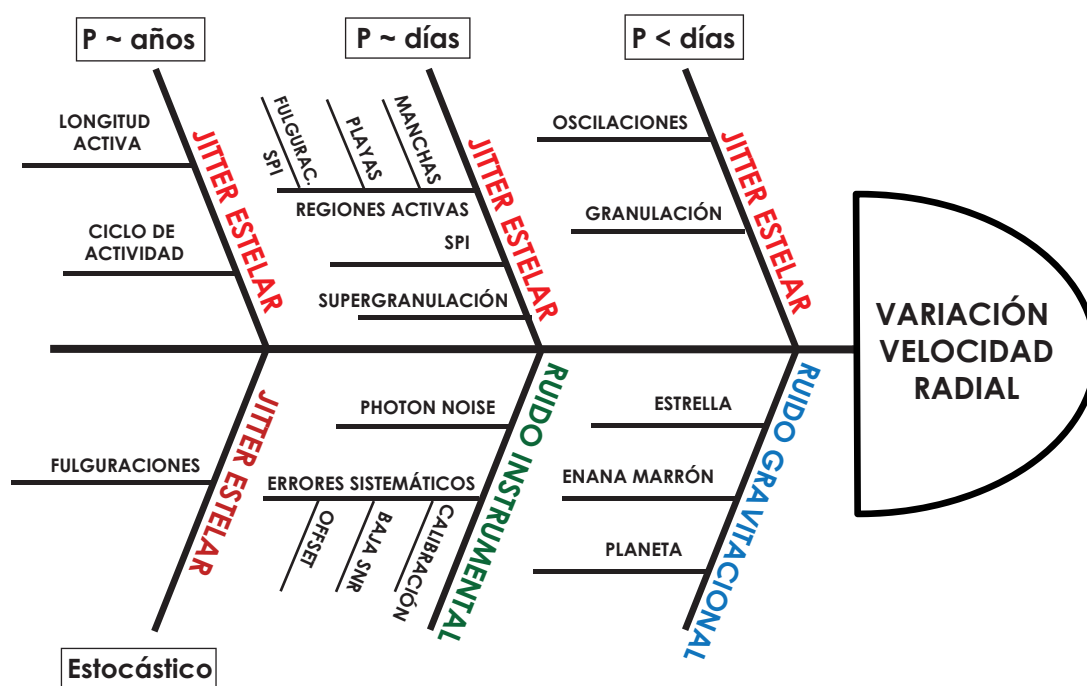


**Figura 1.1:** Distribución de edad de las estrellas albergadoras de planetas. En el zoom se muestran las estrellas con edad menor de 100 millones de años.

de la evolución de los sistemas planetarios. Detectar planetas en estrellas jóvenes puede proporcionar una información muy valiosa de los mecanismos de formación y su escala temporal, de las primeras etapas de su evolución y de procesos como la migración o la evolución de sus atmósferas. Sin embargo, hay una gran escasez de planetas detectados en estrellas con edades menores de 100 millones de años (ver figura Fig. 1.1). Son pocos los surveys que se han focalizado en asociaciones estelares cercanas de estrellas jóvenes y en grupos de movimiento con edades entre 10 – 500 millones de años (Ma), como  $\beta$  Pictoris (12 Ma), Ursa Major (300 Ma), Pléyades (100 Ma), IC 2391 (35 Ma), Híades (700 Ma), Taurus (2 Ma), ChaI (2 Ma), TWA (10 Ma) (Paulson et al. 2004, Paulson & Yelda 2007, Esposito et al. 2006, Huerta et. al 2007, Setiawan et al. 2007, Setiawan et al. 2008, Prato et al. 2008).

Entre las técnicas empleadas por los *cazaplanetas* destaca, por su tasa de éxito, la técnica de la velocidad radial. Este método se ha usado desde los comienzos de la astrofísica espectroscópica para caracterizar las órbitas de estrellas binarias, pero durante muchos años fue considerado impracticable para la detección de planetas a causa de la precisión necesaria y de las amplitudes de las velocidades envueltas. Las dificultades tecnológicas para aplicar esta técnica han sido salvadas a lo largo de décadas, mejorando la precisión desde los 10 m/s de 1995, al 1 m/s de 2005. Sin embargo, a pesar de su efectividad, la técnica presenta limitaciones importantes. Una región activa en la superficie de una estrella puede producir cambios en el perfil de las líneas espectrales, que inducen una





**Figura 1.2:** Diagrama de Ishikawa (causa-efecto) de las variaciones de la velocidad radial y sus posibles fuentes. Crédito: M. Hernán-Obispo.

subsecuente variación temporal de las velocidades radiales imitando el movimiento del sistema estrella+planeta alrededor del centro de masas, con periodo el de rotación de la estrella (Saar & Donahue 1997, Desort et al. 2007). Este efecto es más pronunciado cuanto mayor es el nivel de actividad de la estrella. La búsqueda de planetas con amplitudes pequeñas en/de la curva de velocidad radial, como los planetas tipo Tierra (0.09 m/s), será complicada. La señal planetaria se puede ahogar sumergida en un mar de ruidos. Para poder discriminar la señal del planeta del resto es necesario conocer el efecto que los distintos fenómenos ligados a la actividad estelar inducen en la velocidad radial. El estudio y caracterización detallados de la actividad estelar pueden ser críticos para discriminar el origen, estelar o planetario, de las variaciones de la velocidad radial.

El término *jitter* se utiliza para englobar un número desconocido de señales que pueden considerarse como ruido. El jitter de origen estelar está producido por distintos fenómenos físicos: granulación, oscilaciones estelares y actividad magnética. Las fuentes de jitter estelar tienen escalas de tiempo diferentes que van desde minutos (oscilaciones, granulación), días (regiones activas, supergranulación) a años (ciclos de actividad). Se puede considerar incluso una componente estocástica, como es el caso de las fulguraciones. Pero estas no son las únicas fuentes que pueden producir variación en la velocidad radial. En la Fig. 1.2 aparecen compiladas y clasificadas todas estas fuentes según su origen y escala temporal, mediante un diagrama de Ishikawa, o diagrama causa-efecto, utilizado por primera vez en la literatura de este campo. A lo largo de una línea horizontal van naciendo distintas ramas oblicuas que representan las distintas causas que son fuente de variación de la velocidad radial. En el capítulo 3 de esta Tesis se presentan en detalle todas las fuentes de ruido estelar, sus escalas temporales y también una descripción más detallada del diagrama de Ishikawa. Se incluye en dicho capítulo una recopilación de las técnicas que se emplean actualmente para reducir el impacto del jitter estelar en la velocidad radial.



Teóricamente los planetas también podrían afectar a la actividad magnética de sus estrellas, en analogía a los procesos que ocurren en los sistemas binarios que dan lugar a un aumento en los niveles de actividad (Glebocki et al. 1986, Ayres & Linsky 1980, Siarkowski et al. 1996, Ferreira 1998). Algunas estrellas con planetas tipo Júpiter en órbitas muy cercanas presentan fenómenos debidos a la interacción de los campos magnéticos del planeta y de la estrella, desde un incremento en la emisión cromosférica y coronal, hasta fulguraciones sincronizadas con el movimiento del planeta, o la presencia de longitudes activas en la superficie de la estrella (Shkolnik et al. 2003, 2005, Walker et al. 2008, Pagano et al. 2009, Lanza 2009, 2011, Pillitteri et al. 2011, 2014, 2015).

Los efectos que un planeta gigante en una órbita cercana produce en su estrella se denominan genéricamente en la literatura SPI (Star-Planet Interaction). Cuntz et al. (2000) propuso dos posibles orígenes para la SPI: uno gravitacional por efectos de marea, y otro magnético por la interacción de los campos magnéticos estelar y planetario. El reto de modelar la SPI magnética en estrellas con Júpiteres calientes ha sido abordado a través de métodos analíticos (Lanza 2013), o por simulaciones MHD (e. g., Cohen et al. 2009, 2010, 2011, Matsakos et al. 2015). Estos modelos convergen en describir la SPI como reconexiones magnéticas, la formación de una cola cometaria de material evaporándose del planeta e incluso en algunos casos, una corriente de gas planetario acretaando sobre la estrella.

## 1.1 BD+20 1790

Esta Tesis doctoral se centra en el estudio del sistema BD+ 20 1790: la caracterización de la actividad de la estrella, el análisis de la velocidad radial y la determinación de los parámetros orbitales de su compañero planetario.

BD+20 1790 es una estrella BY Dra de tipo espectral K5Ve (Jeffries 1995), excepcionalmente activa ( $\log R'_{HK} = -3.7$ ). Esta estrella aparece en el catálogo de estrellas frías miembros de grupos cinemáticos jóvenes compilado por Montes et al. (2001), López-Santiago (2005), Gálvez-Ortiz (2005) y López-Santiago et al. (2006, 2010). López-Santiago et al. (2006) propuso su pertenencia al grupo de movimiento de AB Dor, determinando a partir de la anchura equivalente del Litio  $\lambda$  6708 Å, una edad estimada de 35-80 millones de años. López-Santiago (2005) encontró emisión muy intensa en todos los indicadores cromosféricos de actividad y determinó una  $v \sin i = 10$  km/s. En comparación con objetos del mismo tipo espectral, velocidad de rotación y rango de edad, recopilados en dicho catálogo, BD+20 1790 presenta un nivel de actividad mayor incluso que los sistemas binarios.

Esta estrella formó parte de una selección de objetos de este catálogo para realizar un estudio de detección de estructuras tipo-protuberancia, presentado en Hernán-Obispo (2004). De las estrellas de la muestra seleccionada, BD+20 1790 era una de las menos estudiadas hasta ese momento en la literatura. La mayoría de los parámetros de la estrella eran desconocidos, como su masa, temperatura efectiva, radio, periodo de rotación, metalicidad, entre otros. El estudio presentado en Hernán-Obispo (2004) y Hernán-Obispo et al. (2004, 2005, 2006, 2007), mostró un alto nivel de actividad, que se manifiesta en una plétora de fenómenos en todas las capas de la atmósfera. En la cromosfera se han

**Tabla 1.1:** Parámetros de BD+20 1790

Parámetro	Valor	Referencia
Tipo espectral	K5 V	(a)
$B - V$	1.15	
$M(M_{\odot})$	$0.63 \pm 0.09$	(b)
$T_{\text{eff}}$	4410 K	(b, c)
$\log g$	$4.53 \pm 0.17$	(b)
$EW(\text{Li})$	$110 \pm 3 \text{ m\AA}$	(b)
<i>Distancia</i>	$25.4 \pm 4 \text{ pc}$	(d)
<i>Edad</i>	35 - 80 Myr	(e)
$v \sin i$	$10.03 \pm 0.47 \text{ km s}^{-1}$	(b, f)
$P_{\text{phot}}$	$2.801 \pm 0.001 \text{ days}$	(b)
$i$	50.41 grados	(b)
$R(R_{\odot})$	$0.71 \pm 0.03$	(b)
$[Fe/H]$	$0.30 \pm 0.20 \text{ dex}$	(b)
$L_X$	$1.6 \pm 0.5 \cdot 10^{29} \text{ erg s}^{-1}$	(b)
$L(L_{\odot})$	$0.17 \pm 0.04$	(b)
$\log R'_{HK}$	-3.7	(b)

(a) Jeffries (1995); (b) Esta Tesis; (c) McCarthy & White (2012); (d) Reid et al. (2004); (e) López-Santiago et al. (2006); (f) López-Santiago et al. (2010)

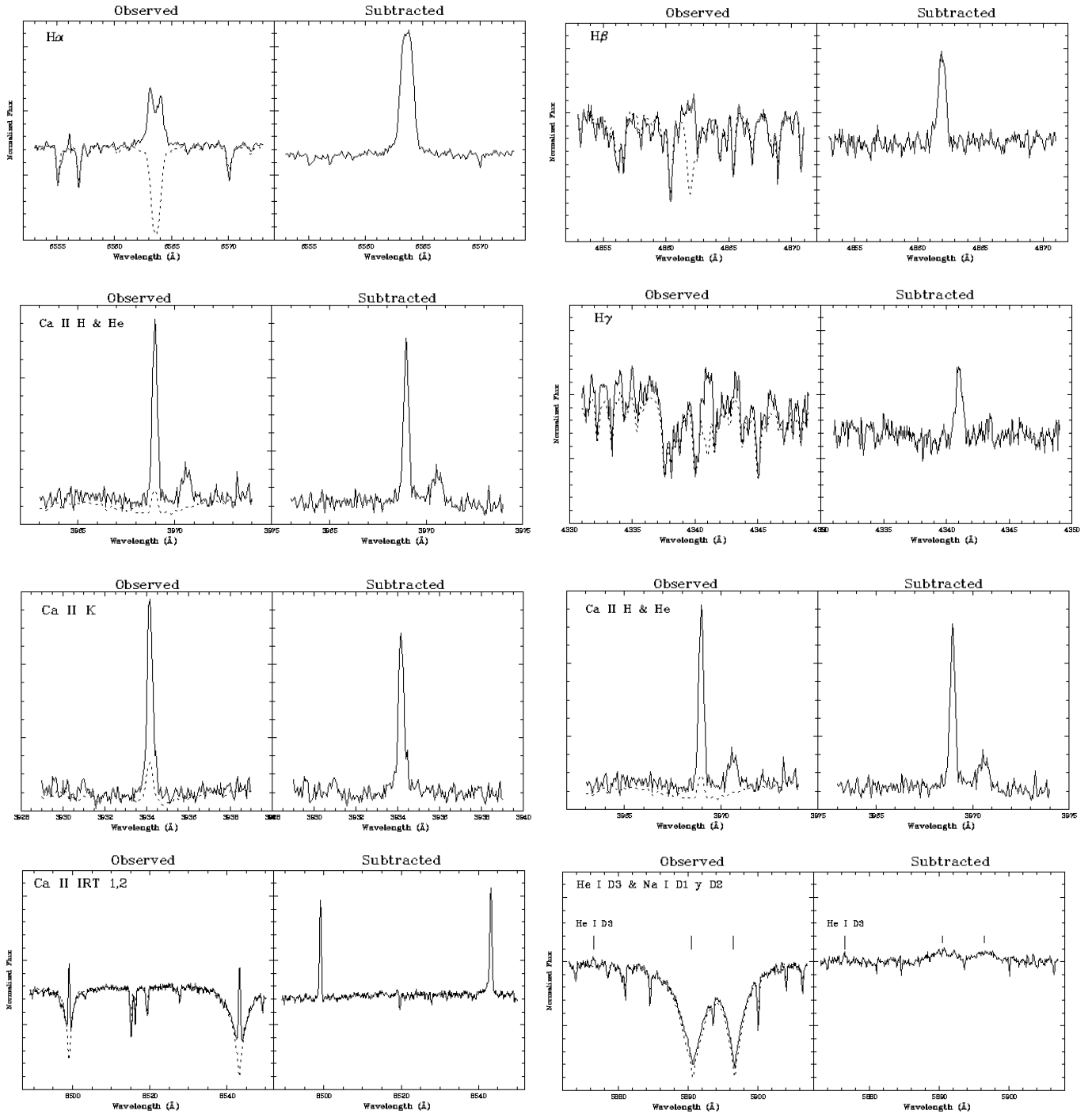
detectado estructuras tipo protuberancia co-rotando con la estrella, localizadas en zonas de inestabilidad lejos del plano ecuatorial, y emisión debida a playas. Todos los indicadores de actividad se encuentran siempre en emisión por encima del continuo, como se muestra en la Fig. 1.3, incluidas las líneas H y K del Ca II, que no presentan la habitual estructura de emisión reversa. Se detectaron fulguraciones muy energéticas, con una fase de decaimiento mayor de 5 horas.

Se encontró que la velocidad radial tenía variaciones con una semiamplitud en torno a 1 km/s, significativamente mayores que el error individual de las medidas (en promedio 0.15 km/s).

Todas estas peculiaridades que presentaba BD+20 1790 motivaron un análisis en profundidad de los fenómenos de actividad y la búsqueda del origen de la variación de la velocidad radial, que dio como fruto los dos artículos que conforman esta Tesis.

Para el desarrollo de los artículos de esta Tesis se han realizado observaciones fotométricas, espectroscópicas y espectropolarimétricas, que se detallan en el texto de ambos artículos.

En la Tabla 1.1 se muestran los parámetros de la estrella, señalando los determinados en esta Tesis por primera vez.



**Figura 1.3:** Indicadores de actividad cromosférica. De izquierda a derecha y de arriba a abajo:  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\gamma$ ,  $H\delta$ , Ca II K, Ca II H y He, CaT, He I D<sub>3</sub>. Cada imagen muestra en el cuadro de la izquierda el espectro observado y en el cuadro de la derecha, el espectro sustruido.

---

## 1.2 Contenidos de la Tesis, principales resultados y conclusiones

---

Esta Tesis se presenta como una recopilación de artículos. En particular el material que se presenta en el Capítulo 4 ha sido publicado en la revista *Astronomy & Astrophysics* (Hernán-Obispo et al. 2010, A&A 512A, 45H), al igual que el trabajo que se recoge en el Capítulo 5 (Hernán-Obispo et al. 2015, A&A 576, A66).

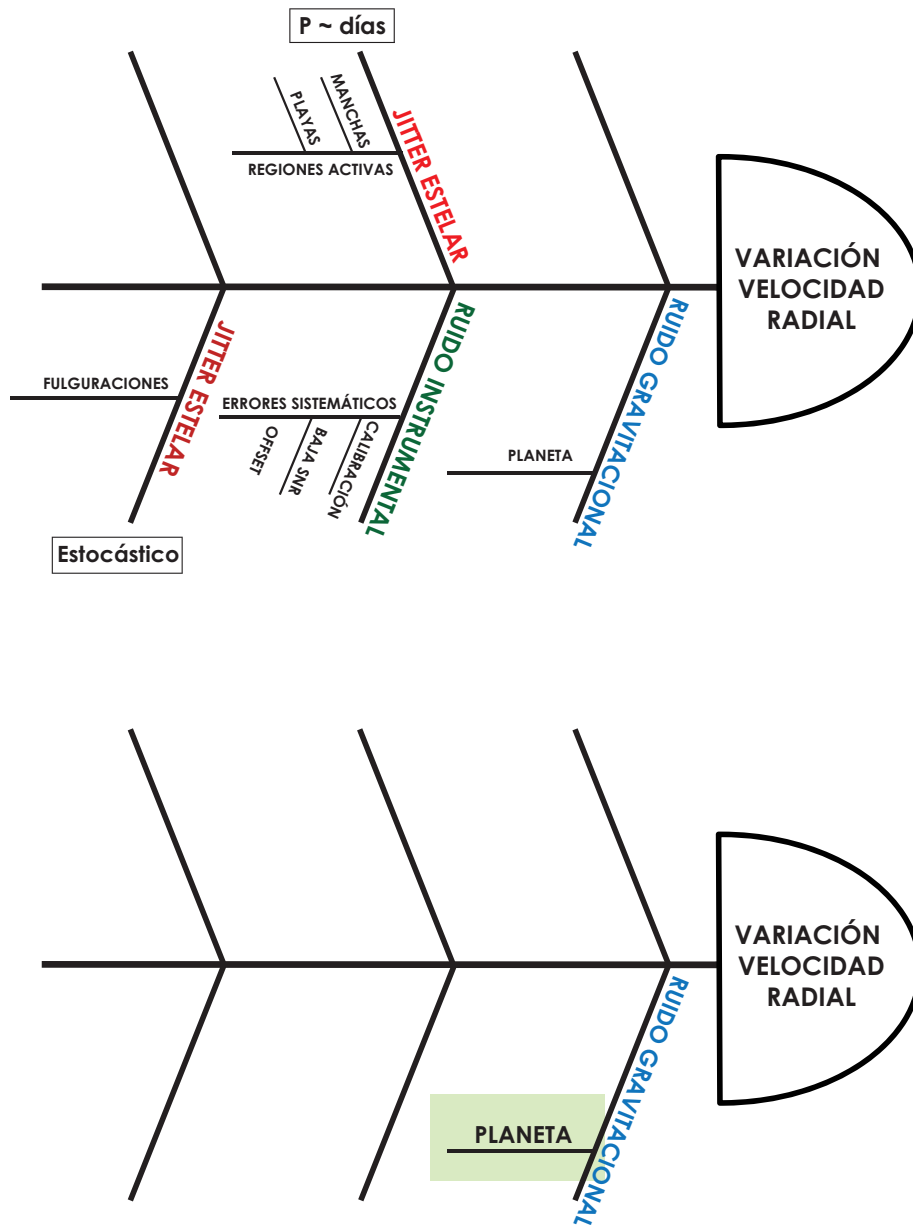
Para facilitar la comprensión de estos artículos y ponerlos en el contexto general de la Tesis, se han incluido dos capítulos que profundizan en el campo de investigación de manera más detallada, los capítulos 2 y 3. En el Capítulo 2 se resume el nacimiento de este campo de investigación y se describen las principales técnicas que se emplean en la búsqueda de exoplanetas, detallando de manera específica la técnica de la velocidad radial. Se señalan los descubrimientos realizados más notables y las propiedades de los exoplanetas encontrados hasta hoy.

En el Capítulo 3 se presentan las características de las estrellas frías, los fenómenos de actividad que suelen exhibir y su escala temporal. Se muestra una visión de conjunto de las distintas señales, de origen estelar o no, que potencialmente pueden producir variaciones en la velocidad radial, utilizando un diagrama de Ishikawa o diagrama causa-efecto. Algunos de los factores que se consideran como posibles fuentes de ruido estelar se presentan por primera vez en esta Tesis, no habiéndose contemplado con anterioridad en la literatura. En este capítulo se presenta una exhaustiva recopilación de las soluciones actuales al problema de la contaminación de las velocidades radiales por actividad estelar, así como las principales dificultades o inconvenientes de cada una. Se incluye en la discusión la solución que se utiliza en el capítulo 5 de esta Tesis.

Por último, el resumen y las conclusiones de la Tesis se muestran en el Capítulo 6, donde también se discute el trabajo futuro.

El primer artículo, Hernán-Obispo et al. (2010), que constituye el capítulo 4, intenta dar respuesta a la pregunta sobre cuál es la causa de variación de la velocidad radial. El artículo se centra en el análisis de la velocidad radial, y en discriminar la naturaleza de su variación. El estudio realizado utiliza datos fotométricos y espectroscópicos, caracterizándose la actividad a partir de los índices cromosféricos y el análisis de la curva de luz, lo que permite determinar el periodo fotométrico de la estrella (2.8 días). En el artículo se plantean diversas hipótesis acerca de las posibles fuentes que hacen variar a la velocidad radial. Para verificar o descartar las hipótesis propuestas sobre las causas que generan variación de la velocidad radial se usan distintos parámetros como los bisectores de la función de correlación cruzada (CCF), los índices de actividad y la fotometría, así como un análisis de la dependencia cromática de la velocidad radial, tanto de los datos reales como de los determinados para un modelo de estrella sin componente kepleriana. En la Fig. 1.4 se muestra el diagrama de Ishikawa de partida en el artículo y el final, tras el estudio realizado.

Los resultados del estudio muestran que la hipótesis que mejor explica las variaciones de la velocidad radial es la que sugiere la presencia de un compañero planetario. La solución orbital resultante del ajuste kepleriano de los datos propone un objeto en torno a  $6 M_J$ , semieje 0.066 UA y un periodo orbital de 7.78 días. Según estas características el



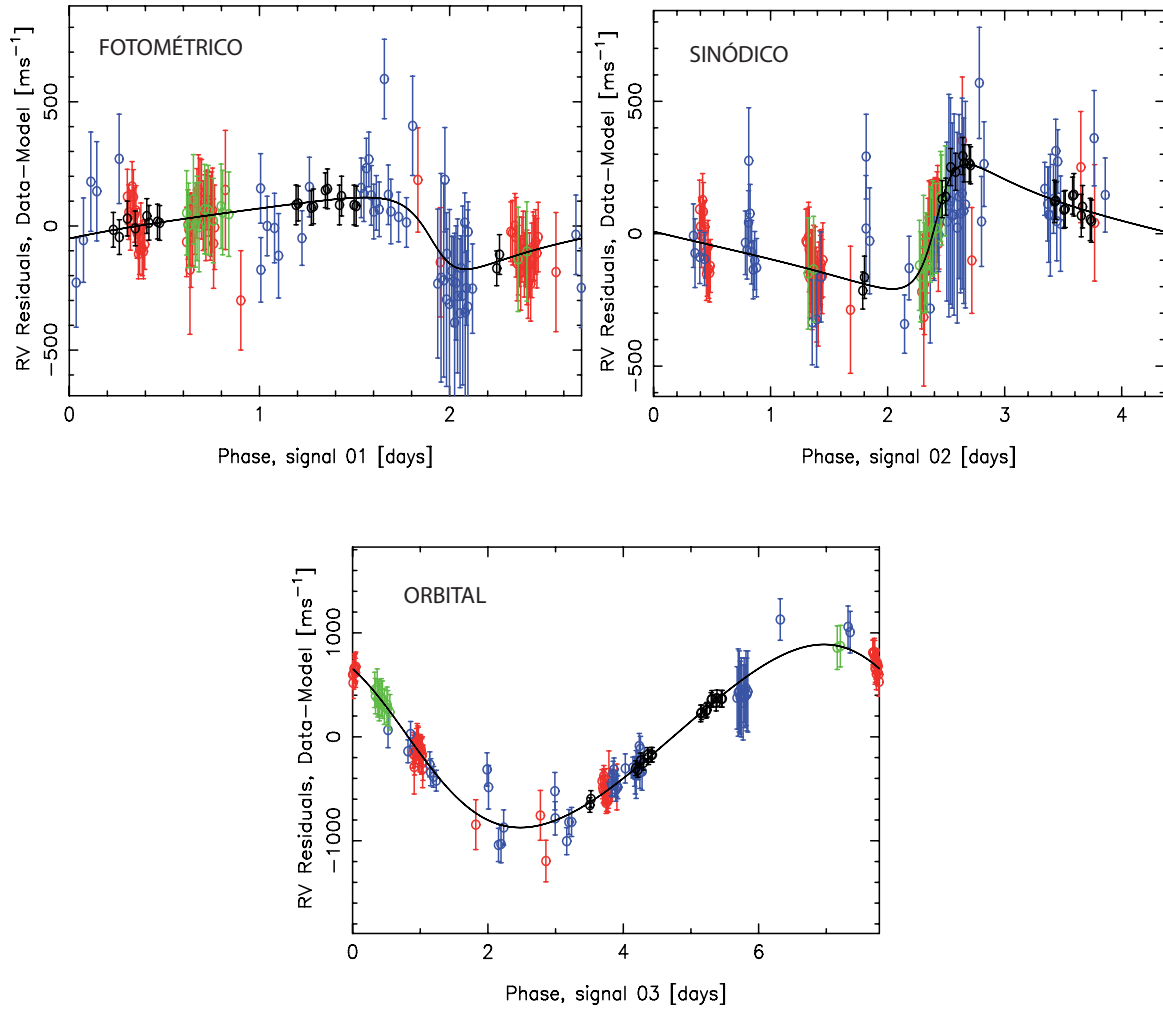
**Figura 1.4:** Diagramas de Ishikawa para el artículo Hernán-Obispo et al. (2010). **Arriba:** Inicial. **Abajo:** Final.

candidato planetario propuesto, BD+20 1790 b, es un Júpiter caliente con parámetros orbitales similares a los encontrados en la literatura. La única propiedad inusual es la edad de su estrella albergadora, que cubre un hueco prácticamente despoblado en el histograma de edades de estrellas con planetas detectados, siendo BD+20 1790 b el exoplaneta más joven, alrededor de una estrella de la secuencia principal, en el momento de su publicación.

El segundo artículo, Hernán-Obispo et al. (2015), que constituye el capítulo 5, es una nueva aproximación al estudio de la variación de las velocidades radiales empleando el método bayesiano para analizar de manera simultánea y complementaria, las medidas de velocidad radial y los índices de actividad de una muestra de datos más amplia. Las observaciones recopilan datos fotométricos a lo largo de 8 años y espectroscópicos a lo largo de 10 años, e incluyen datos tomados con el espectrógrafo HARPS-N. El análisis de observaciones basado en la regla de Bayes se ha convertido en una de las herramientas más potentes para extraer señales débiles de compañeros planetarios en datos afectados de ruido (ver por ejemplo: Gregory 2007a, b, Tuomi & Kotiranta 2009, Tuomi et al. 2011, Tuomi 2012, Tuomi et al. 2013, Jenkins et al. 2013, Jenkins & Tuomi 2014, Tuomi et al. 2014). Esta técnica permite determinar resultados fiables y robustos a partir de datos ruidosos. El ruido medido se ha modelado conforme a Tuomi et al. (2011, 2013, 2014), sin hacer suposiciones sobre su magnitud en los distintos conjuntos de datos tomados con espectrógrafos diferentes.

Además, en este artículo intentamos dar respuesta a dos preguntas relacionadas con el artículo de Figueira et al. (2010) sobre BD+20 1790. La primera cuestión es si la señal de 7.78 días propuesta por Hernán-Obispo et al. (2010) es real o si es un artificio, y consecuentemente si existe un compañero planetario o no. La segunda pregunta que se intenta responder es dilucidar qué ocurre en los datos de CORALIE publicados por Figueira et al. (2010). En su artículo presentan dos campañas de datos tomados con el espectrógrafo CORALIE, que muestran una amplitud en la velocidad radial sensiblemente menor que la encontrada por Hernán-Obispo et al. (2010), proponiendo que el origen de su variación es la actividad estelar. Si la variación de la velocidad radial fuese debida a las manchas estelares la amplitud de los datos de Figueira et al. (2010) estaría sugiriendo que la cobertura por manchas es un 2 % - 4 %. Sin embargo nuestros datos fotométricos (algunos contemporáneos con CORALIE) indican que el factor de cobertura por manchas a lo largo de 8 años es en promedio un 12 %.

El análisis bayesiano de la velocidad radial muestra que el periodo de 7.78 días está presente en todos los datos, excepto en las campañas de CORALIE, que no muestran ninguna periodicidad, ni siquiera la publicada por Figueira et al. (2010). A partir del análisis bayesiano de la velocidad radial se determina que las variaciones provienen de una combinación de distintos fenómenos modulados con diferentes periodos, siendo la principal señal la del compañero planetario (7.78 días). Superpuesta a esta, encontramos otras dos señales adicionales relativas a actividad estelar, una que varía con el periodo de rotación de la estrella (2.8 días) y otra que varía con el periodo sinódico (4.36 días). En la Fig. 1.5 se muestran las curvas de velocidad radial correspondientes a los tres periodos encontrados en el sistema. El análisis bayesiano de los índices de actividad muestra una modulación con el periodo sinódico, lo que nos permite sospechar una posible SPI. La variabilidad asociada al periodo sinódico es exactamente la esperada en el caso de la interacción mag-



**Figura 1.5:** Curvas de la velocidad radial correspondientes a los tres periodos encontrados en el sistema. De izquierda a derecha y de arriba a abajo: fotométrico, sinódico y orbital. El código de color corresponde a los datos de FIES (verde), FOCES (azul), SARG (rojo) y HERMES (negro).

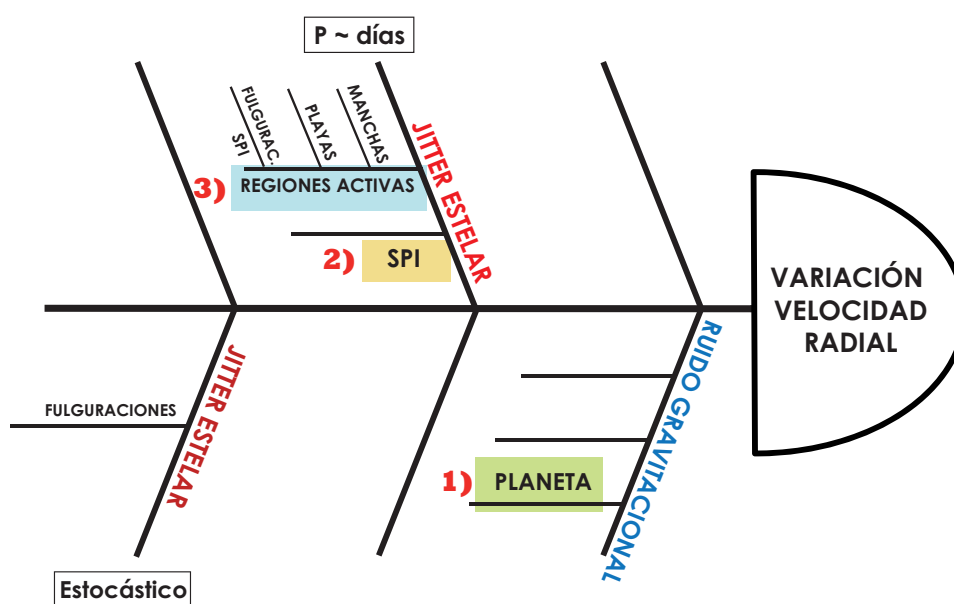
nética entre una estrella con un campo magnético no axisimétrico y un planeta orbitando a su alrededor (Lanza 2013).

El diagrama de Ishikawa de partida en este artículo es el presentado en la Fig. 1.2 y el final tras todo el análisis se muestra en la Fig. 1.6.

La presencia del compañero planetario ayuda a explicar la alta tasa de fulguraciones. A partir del histograma de la ocurrencia de fulguración, representado en coordenadas polares para cada periodo, se muestra que sobre la superficie de la estrella existen áreas privilegiadas de las cuales surgen los bucles de campo magnético precursores de la fulguración, resultado que también obtenemos a partir de la fotometría. El uso de los histogramas en coordenadas polares para un estudio de este tipo se usa por primera vez en la literatura en esta Tesis.

Se proponen dos posibles fuentes para las fulguraciones detectadas: una relacionada con la geometría del sistema y el movimiento del planeta y la estrella, debida a SPI, y otra puramente estocástica, debida a la evolución de las regiones activas y los bucles de campo





**Figura 1.6:** Diagrama de Ishikawa final para el artículo Hernán-Obispo et al. (2015). En la figura aparecen recuadradas las tres contribuciones que hacen variar a la velocidad radial.

magnético asociados a ellas.

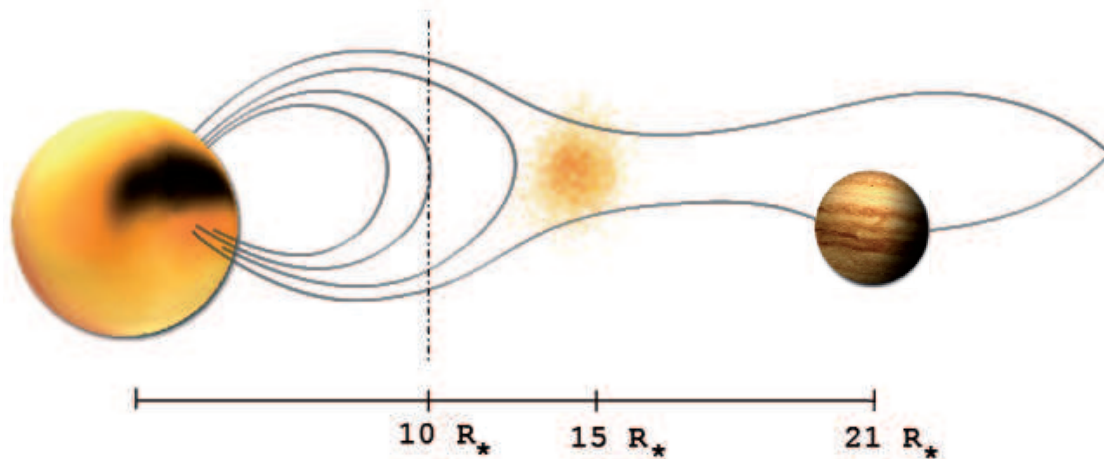
Se ha observado además por primera vez el campo magnético de la estrella a partir de observaciones espectropolarimétricas, como parte de una colaboración en el proyecto Bcool<sup>1</sup>.

Concluimos que el análisis bayesiano sostiene la hipótesis de la presencia de un compañero planetario para BD+20 1790. Se presenta una solución orbital mejorada tras quitar las dos contribuciones principales del jitter estelar, una que varía con el periodo de la estrella y otra que varía con el periodo sinódico del sistema. Presentamos un nuevo método para eliminar la contribución del jitter estelar, considerándolas como un segundo y tercer cuerpo en el sistema, haciendo un ajuste kepleriano con esos periodos. El análisis simultáneo de los índices de actividad permite discriminar si las señales encontradas en la velocidad radial son puramente estelares o no.

A la luz de todos los resultados presentados, postulamos un escenario para el sistema BD+20 1790 que se muestra en la impresión artística de la figura Fig. 1.7. El modelo propuesto muestra una estrella con una región activa fotosférica ocupando una fracción significativa de la superficie, que es persistente en el tiempo. Debido al campo magnético tan intenso, los bucles coronales extensos son plausibles. En la cúspide de estos bucles se formarían estructuras tipo flujos en forma de casco (*helmet streamer*), que son clave en la formación de protuberancias a grandes altitudes sobre la superficie estelar, más allá del radio de co-rotación (Ferreira 2000, Jardine & van Ballegooijen 2005). Las protuberancias detectadas se encuentran a unos  $15 R_*$ . Estos *helmet streamer* pueden extenderse cerca de  $20\text{-}25 R_*$ , la separación típica entre la estrella y el planeta. Una fracción de las fulguraciones se originaría en las colisiones de los *helmet streamers* y de los bucles coronales interaccionando con el campo magnético del planeta. Esto ocurriría en múltiplos del periodo

<sup>1</sup><http://bcool.ast.obs-mip.fr/Bcool/>





**Figura 1.7:** Impresión artística del sistema BD+20 1790. El radio de co-rotación está en  $10 R_*$ , mientras que la altitud estimada para las estructuras tipo protuberancia es  $15 R_*$ . El semieje mayor del planeta está en  $21 R_*$ . Crédito: M. Hernán-Obispo and S. Recuero

sinódico, ya que sería el momento en el que la región activa y el planeta se alinearían, sugiriendo un desencadenamiento de fulguraciones relacionado con los pasos sucesivos del planeta sobre o cerca de las longitudes activas. También ocurriría en múltiplos del periodo orbital, cuando el planeta está cerca del periastro.

El análisis y los resultados que se presentan en esta Tesis, dan una explicación global a todos los fenómenos que ocurren en la estrella, interrelacionándolos entre sí.

### 1.3 Objetivos

Esta tesis doctoral se centra en el estudio del sistema BD+ 20 1790, la caracterización de la actividad de la estrella, el análisis de la velocidad radial y la determinación de los parámetros orbitales de su compañero planetario. El principal objetivo de esta tesis es la comprensión global de todos los fenómenos detectados que ocurren en la estrella y explicar su interrelación.

La consecución de este objetivo principal se desglosó en varios secundarios:

- **La caracterización de la actividad.** A partir del análisis de los datos fotométricos, espectroscópicos y espectropolarimétricos obtenidos a lo largo de varias épocas, se puede determinar qué fenómenos ocurren en las distintas capas de la atmósfera de la estrella, su escala temporal y su intensidad.
- **El estudio de la naturaleza de la variación de la velocidad radial.** La identificación de señales en los datos de velocidad radial, los índices de actividad y en la fotometría, permite discriminar entre origen estelar o planetario como fuente de variación, o incluso una combinación de ambos.
- **El uso del análisis bayesiano.** Esta técnica permite la detección de señales presentes

en datos ruidosos. Aplicada de manera simultánea para analizar los datos de velocidad y los índices de actividad, medidos en los mismos espectros, proporciona una valiosa información para identificar las fuentes de origen estelar que contaminan los datos de velocidad radial.

- **La eliminación de la/s componente/s contaminante/s en los datos de velocidad radial.** En esta Tesis se eliminan realizando un ajuste kepleriano con el periodo de cada una de las componentes contaminantes. Esto nos permite calcular una solución orbital mejorada para el compañero planetario propuesto.

BD+20 1790 ocupa un lugar en una zona muy poco poblada de la distribución de edades de estrellas con exoplanetas detectados. El estudio de BD+20 1790 b tiene el potencial de ayudarnos a comprender cómo son los sistemas planetarios en sus etapas de evolución más tempranas, el eslabón entre los sistemas en formación y los ya evolucionados.



---

## Planetas Extrasolares

---

*There's so many different worlds,  
so many different suns*

BROTHERS IN ARMS, DIRE STRAITS

Parafraseando a Carl Sagan con esa frase que jura jamás pronunció, sabemos hoy, en las puertas del siglo XXI, que el Universo observable está formado por *miles y miles de millones* de galaxias, cada una de las cuales contiene a su vez *miles y miles de millones* de estrellas. En este ilimitado océano cósmico, parece impensable no imaginar en algún rincón, la existencia de otros planetas alrededor de otros soles, y la posibilidad de que alguno albergue vida. El Universo debería tener sistemas planetarios en abundancia, como una consecuencia natural e inevitable de la formación estelar.

El campo de la búsqueda de planetas extrasolares no solo es uno de los más jóvenes en astrofísica, sino uno de los más dinámicos y activos, con un ritmo casi frenético en cuanto a producción de resultados científicos. El esfuerzo tecnológico en este campo es también destacable, y son numerosos los instrumentos que se desarrollan focalizados en la investigación en este área. De los descubrimientos iniciales desvelando sorprendentes resultados y donde cada planeta descubierto era un gran hito, hasta el día de hoy dos décadas más tarde, donde el éxito del desarrollo instrumental (desde telescopios espaciales como Kepler a espectrógrafos como HARPS) nos muestra planetas por doquier con anuncios prácticamente cada semana, el campo está sufriendo un cambio de paradigma. No es bastante ya con encontrar planetas, las preguntas se dirigen también a comprender cómo se han podido formar, cuál es su composición, y por qué algunos son tan diferentes a los planetas de nuestro Sistema Solar.

En este capítulo se hace un breve resumen del nacimiento de este campo de investigación y se presentan las principales técnicas que se emplean en la búsqueda de exoplanetas, profundizando de manera específica en la técnica de la velocidad radial. Se muestran los descubrimientos realizados más notables y las propiedades de los exoplanetas encontrados hasta hoy, así como un breve resumen de las distintas teorías de formación de planetas.

## 2.1 Aproximación histórica: innumerables soles, diversidad de mundos

¿Estamos solos en el Universo? ¿Hay otros mundos? ¿Estarán habitados, al igual que la Tierra? Estas cuestiones, que pueden parecer actuales, hunden sus raíces en la imaginación e inquietudes de los hombres desde hace milenios.

Sin embargo, han transcurrido siglos hasta contar con los medios, la tecnología y la ciencia, necesarios para poder dar una respuesta científica a estas preguntas. Después de décadas de infructuosos y decepcionantes anuncios y subsecuentes desmentidos, esa respuesta a la existencia de planetas y sistemas planetarios alrededor de otras estrellas, no llegó hasta 1995, de la mano de Michel Mayor y Didier Queloz y su anodino 51 Pegasi b (Mayor & Queloz 1995). Este anuncio fue el pistoletazo de salida para una nueva área de investigación: la búsqueda y estudio de planetas extrasolares. A lo largo de estas dos décadas la búsqueda de exoplanetas se ha convertido en uno de los campos más apasionantes y con mayor productividad en Astrofísica. Hemos progresado desde una muestra de uno (nuestro Sistema Solar) a una colección de más de 1200 sistemas planetarios, con cerca de 2000 exoplanetas detectados y varios miles más por confirmar. La población de exoplanetas descubierta hasta hoy presenta una increíble variedad de masas, tamaños y elementos orbitales, tan amplia y distinta a nuestro Sistema Solar, que ha llevado a replantear los escenarios y teorías de formación planetaria.

La idea de la pluralidad de mundos habitados ya era un planteamiento filosófico que rondaba las mentes de los pensadores griegos en el siglo IV a. C. Epicuro (341-270 a. C.) proponía un universo con infinitos mundos habitados:

*Hay infinitos mundos, parecidos al nuestro y otros por completo distintos [...] Debemos creer que en todos esos mundos hay criaturas vivientes y otras cosas que vemos en este mundo.* EPICURO

Leucipo y Demócrito describían un Universo compuesto por partículas indivisibles, *átomos*, que se movían aleatoriamente en el vacío, chocando entre sí y formando agregaciones de materia, que daban lugar a todo cuanto conocían. Si la Tierra se formó a partir de estos átomos, era posible que otros mundos y formas de vida se hubieran formado en otros lugares del Universo. Demócrito incluso planteaba una visión sobre cómo podrían ser estos mundos, que puede resultar casi visionaria a la luz de la diversidad de exoplanetas descubiertos hasta hoy.

*En algunos mundos no existe el Sol y la Luna, en otros son más grandes que en nuestro mundo y en otros más numerosos. En algunas partes hay más mundos, en otros menos [...]; en algunas partes están surgiendo y en otras no. Hay algunos mundos desprovistos de seres vivos, plantas o de cualquier humedad.* DEMÓCRITO

En esta época la existencia de múltiples mundos era un concepto puramente filosófico. La falta de pruebas empíricas permitió que las teorías de los atomistas Demócrito y Leucipo fueran eclipsadas por las de Aristóteles (384-322 a. C.), enmarcadas por la concepción pitagórica de que la Tierra y el cielo siguen leyes naturales diferentes. Aristóteles consideraba que la Tierra era el único mundo que contenía vida, mientras que los demás planetas, la Luna y el Sol (lo que denominó *mundo supralunar*) eran inmutables y estaban fijos en la bóveda celeste, cada uno en una esfera cuyo centro era la Tierra.

*No hay más mundos que uno, el nuestro.* ARISTÓTELES

La teoría geocéntrica, que en la Edad Media se vio envuelta y reforzada por ideas religiosas, no era compatible con la idea de la pluralidad de mundos habitables. Los problemas teológicos que presentaba eran difíciles de salvar. A pesar de esto, hubo algunos tibios planteamientos, como el de Alberto Magno (1192-1280):

*¿Existen muchos mundos o solo existe uno? Esta es una de las cuestiones más elevadas en el estudio de la Naturaleza.* SAN ALBERTO MAGNO

No fue hasta la aparición en 1543 de la teoría heliocéntrica propuesta por Copérnico, que la discusión sobre otros mundos fue revisitada en ambos sentidos, científico y filosófico. Equipado con este nuevo modelo de Universo, y las teorías de Nicolás de Cusa (1401-1464) sobre la pluralidad de mundos y un universo infinito, Giordano Bruno (1548-1600) se cuestionó la singularidad y unicidad del Sol. Mientras que Copérnico, e incluso Galileo, consideraban el Sistema Solar como el centro de una gran esfera de estrellas estacionarias, Giordano Bruno concebía un Universo que se extendía infinitamente, donde las estrellas fijas eran cuerpos parecidos al Sol, que también podían albergar otras tierras, y otra vida. Bruno postulaba que estos planetas alrededor de otros soles no eran visibles debido a su pequeño tamaño, ocultos también por la luz de la estrella. Una idea que se adelantó siglos a la realidad con la que se toparon los científicos a la hora de buscar planetas en otras estrellas.

*Hay innumerables soles e innumerables tierras, rotando alrededor de sus soles de igual manera que los siete planetas de nuestro sistema. Nosotros únicamente vemos los soles porque su tamaño es mucho mayor y son muy luminosos, pero los planetas permanecen invisibles para nosotros, porque son más pequeños y no son luminosos. Los incontables mundos en el universo no son peores ni menos inhabitables que nuestra tierra.* GIORDANO BRUNO

El uso del telescopio permitió conocer la composición estelar de la Vía Láctea, observada por primera vez por Galileo y estudiada posteriormente en profundidad por William Herschel (1738-1822). Herschel usando la técnica del conteo de estrellas, concluyó que la Vía Láctea era la visión de un conjunto inmenso de estrellas desde la perspectiva del Sol. Los trabajos de Hubble siglos más tarde tambalearon las fronteras de lo conocido, confirmando esa visión de Bruno de un universo infinito, reduciendo la Tierra a un pequeño punto perdido en una parte marginal de una galaxia. La idea de que pudieran existir otros planetas más allá del Sistema Solar, cobraba más fuerza que nunca.

Hasta las primeras décadas del siglo XX no se comienzan a dedicar esfuerzos para detectar esos posibles planetas. Sin embargo los primeros intentos devuelven resultados negativos. En 1855 W. S. Jacob (1855) encuentra anomalías en el sistema binario 70 Ophiuchi que atribuye a la existencia de un planeta. Este descubrimiento fue el comienzo de una época de casi 150 años de "falsas alarmas exoplanetarias". Otros candidatos a planeta extrasolar se fueron sucediendo a lo largo de las décadas. En 1943 K. A. Strand reporta la primera detección de un compañero planetario a 61 Cygnus, utilizando la técnica de la astrometría. Usando esta misma técnica, en 1963 P. van de Kamp anuncia el descubrimiento de planetas tipo Júpiter alrededor de la estrella de Barnard, a partir del análisis de placas fotográficas tomadas entre 1938 y 1962. Sus estudios fueron considerados controvertidos durante muchos años y nunca fueron confirmados. El planeta de 70 Ophiuchi

fue resucitado y descartado de nuevo en 1943 por D. Reuyl y E. Holmberg. La astrometría fue aparcada como método de búsqueda de planetas en otras estrellas, a favor de una técnica usada con estrellas binarias, que utilizaba la medida de la componente radial de la velocidad de la estrella. Fue Otto Struve en 1952 quien propuso aplicar esta técnica de las velocidades radiales para descubrir planetas extrasolares. En su artículo también señalaba que los planetas podrían estar más cerca de su estrella que en el caso de los planetas del Sistema Solar, y por lo tanto sus periodos orbitales serían más pequeños.

Las dificultades tecnológicas para aplicar esta técnica a la búsqueda de planetas extrasolares se han ido salvando a lo largo de décadas. En 1988 dos equipos de manera independiente publican la detección de un planeta usando la técnica de la velocidad radial, Campbell & Walker ( $\gamma$  Cephei) y Latham et al. (HD 11472). Sin embargo, de nuevo se trató de falsas alarmas.

Las primeras detecciones confirmadas de objetos con masa planetaria fuera del Sistema Solar fueron hechas en 1992 por A. Wolszczan y D. Frail, pero de manera sorprendente, alrededor de un púlsar. Mediante la técnica del metraje de púlsares encontraron tres planetas de masa terrestre orbitando alrededor del púlsar PSR 1257+12. La primera detección definitiva de un planeta alrededor de una estrella de tipo solar llegó en 1995, con el anuncio de Michel Mayor y Didier Queloz. La sorpresa de este primer exoplaneta tipo Júpiter era su inesperada órbita: un período del orden de días y una distancia a su estrella de 0.05 UA. En los meses siguientes se sucedieron nuevos descubrimientos de planetas similares a 51 Peg b, por parte de P. Butler y G. Marcy. Los astrónomos no solo habían encontrado planetas alrededor de otras estrellas, sino que habían encontrado un tipo de planeta que no existía en nuestro Sistema Solar.

## 2.2 Situación actual del campo de los planetas extrasolares

---

A día de hoy, los cerca de 2000 planetas extrasolares descubiertos cubren un amplio rango de masas, excentricidades y periodos orbitales, alrededor de estrellas de diferente masa, temperatura y edad. Explicar la formación de los sistemas planetarios encontrados es un gran reto, debido a la asombrosa diversidad y complejidad de las arquitecturas exoplanetarias, que ha llevado revisar las teorías actuales de formación de planetas. El modelo propuesto para el Sistema Solar es desafiado por muchos de estos nuevos mundos. Algunos de estos nuevos tipos de planetas ni siquiera habían sido contemplados teóricamente. No existe actualmente una teoría que explique tantos contextos de formación planetaria, tan diversos y diferentes. El debate que abren estos nuevos descubrimientos plantea nuevos interrogantes: ¿Cuán típico es el Sistema Solar en el Universo? ¿Existirá un sistema planetario similar en alguna estrella? ¿Cómo de válidas son las teorías de formación planetaria? ¿Qué tipos de exoplanetas, inexistentes en el sistema Solar, podemos esperar encontrar?

En esta sección se recuerdan brevemente las características del Sistema Solar y se muestran las del censo de exoplanetas descubiertos, presentando algunos de los hitos más significativos.



### 2.2.1 Breve resumen del Sistema Solar

Antes de presentar las características de los exoplanetas descubiertos es necesario recordar lo que se sabía sobre nuestro Sistema Solar, para poder enmarcarlos dentro de los parámetros físicos y orbitales que se conocían y se esperaba encontrar.

El modelo actual de formación del Sistema Solar, la hipótesis nebular, se remonta al siglo XVIII y tiene sus orígenes en las ideas de E. Swedenborg, I. Kant y P. S. Laplace. Según la hipótesis nebular, el Sol y los planetas, se formaron a partir de un disco en rotación de gas y polvo, lo que explicaría de manera natural la casi coplanaridad y el sentido uniforme de rotación. Los planetas orbitan alrededor del Sol en planos muy cercanos a la eclíptica, todos en la misma dirección que corresponde al sentido contrario al de las agujas del reloj, visto desde el polo norte de la eclíptica.

La estructura básica del Sistema Solar involucra la presencia de objetos muy diversos, tanto en tamaño como en composición. La arquitectura de nuestro sistema planetario puede resumirse según la distancia orbital creciente en: 4 planetas terrestres, un cinturón de asteroides entre Marte y Júpiter, dos planetas gigantes gaseosos, dos planetas gigantes de hielo, otro cinturón de asteroides más allá de Neptuno, llamado cinturón de Kuiper, y la conocida como nube de Oort en los confines del Sistema Solar, un conglomerado de cometas que se encuentra a unas 50 000 UA del Sol. El límite exterior de la Nube de Oort define los confines de la influencia gravitatoria del Sistema Solar.

Se puede definir una circunferencia virtual en el disco alrededor del Sol, a la que se denomina *línea de hielo*, que representa la distancia a la que el agua, en las condiciones locales de presión y temperatura se encuentra en fase sólida. Más cerca de la estrella los únicos elementos sólidos que hay son los silicatos y los metales. La formación de planetas de distinto tipo viene marcada por su situación respecto a la línea de hielo. Cuando los materiales del disco coagulan en el interior de la línea de hielo, las componentes que chocan y se fusionan serán de tipo rocoso, iniciando la formación de planetas de tipo terrestre. Mientras que si coagulan en el exterior, los hielos de agua y otros elementos volátiles proporcionarán gran cantidad de materia adicional, por lo que los coágulos serán más masivos, podrán atraer el gas y dar lugar a planetas gigantes.

Para poder comparar los parámetros orbitales y físicos de los exoplanetas descubiertos, conviene tener en mente el valor de estos para los distintos tipos de planetas del Sistema Solar, recogidos en la Tabla 2.1 y en la Fig. 2.1.

### 2.2.2 Características de las estrellas albergadoras de planetas

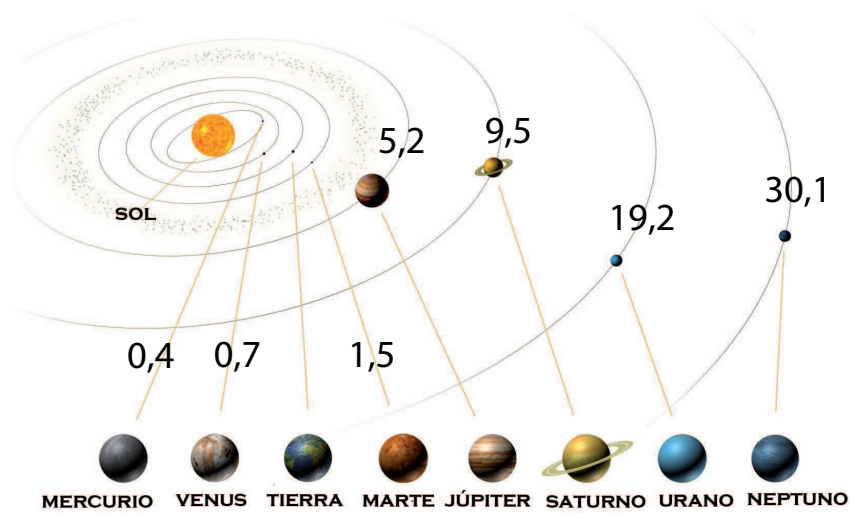
Los planetas extrasolares se han encontrado alrededor de estrellas de distintos tipos espectrales. Las estrellas hospedadoras no pertenecen únicamente a la secuencia principal de tipo Solar, sino que incluyen estrellas de baja masa, estrellas gigantes, y otros estados evolutivos como púlsares y enanas blancas.

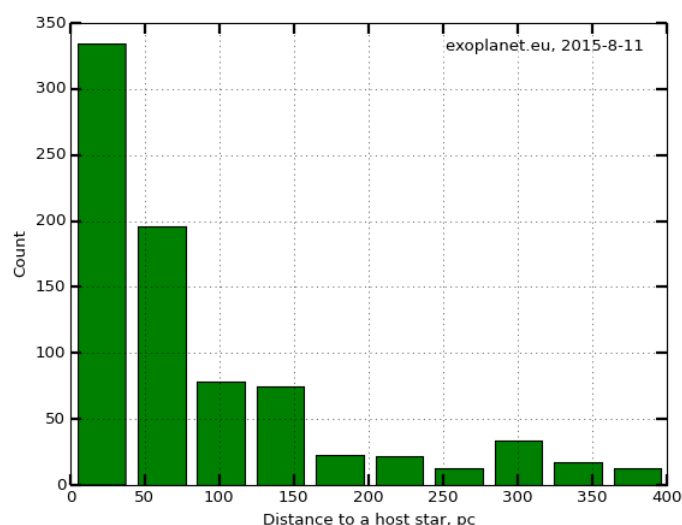
A pesar de que la muestra de estrellas albergadoras de planetas sufre de serios sesgos observacionales (como por ejemplo el nivel de actividad y la edad), sí que es posible tratar de estudiar sus características estadísticamente.



**Tabla 2.1:** Características de los planetas del Sistema Solar

Planeta	a [UA]	Período orbital [años]	e	Masa [ $M_T$ ]	Densidad Media [ $gcm^{-3}$ ]
Mercurio	0.4	0.24	0.206	0.055	5.43
Venus	0.7	0.61	0.07	0.817	5.20
Tierra	1.0	1.00	0.017	1.000	5.51
Marte	1.5	1.88	0.093	0.107	3.91
Júpiter	5.2	11.86	0.048	317.8	1.33
Saturno	9.5	29.46	0.054	94.30	0.70
Urano	19.2	84.07	0.047	14.60	1.32
Neptuno	30.1	164.8	0.009	17.20	1.64

**Figura 2.1:** Distancia de los distintos planetas del Sistema Solar al Sol en unidades astronómicas. Crédito: M. Hernán-Obispo.

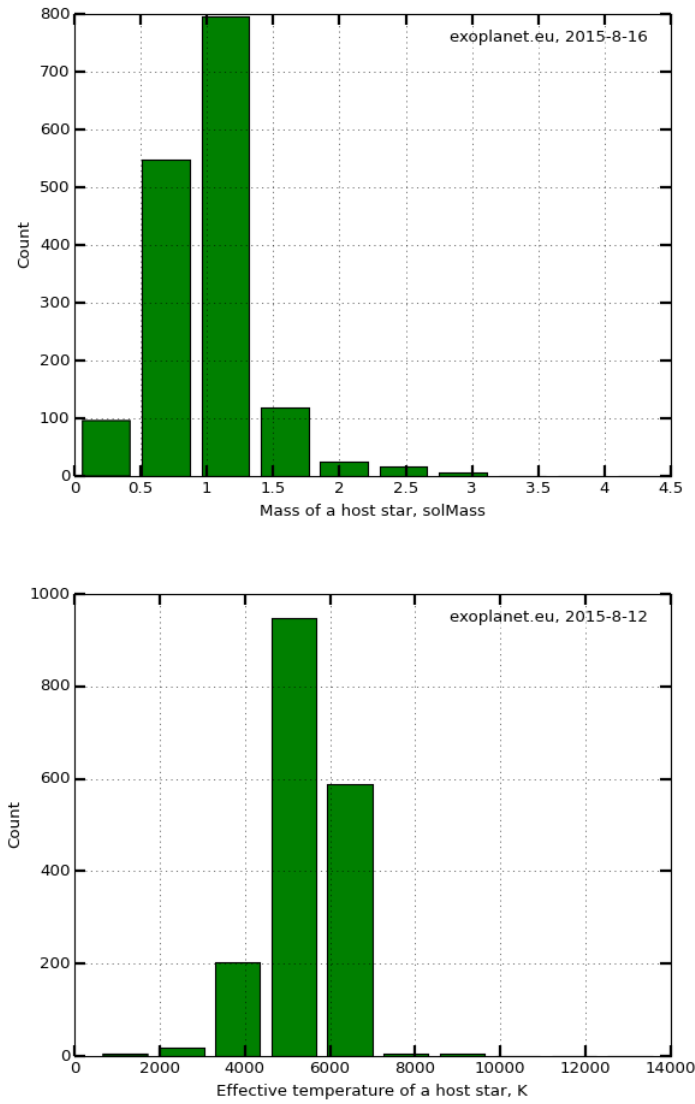


**Figura 2.2:** Histograma de la distancia a las estrellas con planetas.

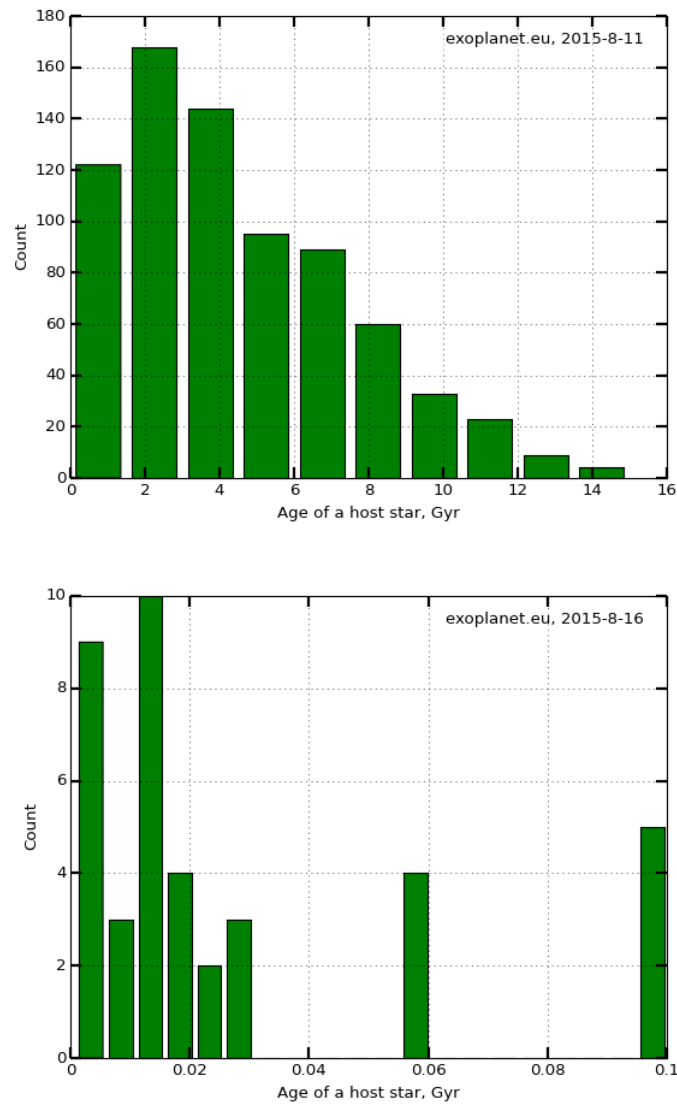
La distribución de distancias a las que se encuentran las estrellas con planetas muestra un máximo en 40 pc, como se puede ver en la figura Fig. 2.2. Las estrellas más lejanas son difíciles de estudiar, bien por la limitación de la técnica (como por ejemplo la astrometría que no funciona para grandes distancias), bien por las capacidades de la instrumentación, o las que impone la propia estrella, como su magnitud. Las estrellas que se estudia principalmente, pertenecen a los últimos tipos espectrales.

La distribución de masas estelares de la Fig. 2.3 (izquierda) presenta un pico en torno a la masa del Sol, puesto que preferentemente se busca en torno a estrellas con masas solares. En la Fig. 2.3 (derecha), donde se muestra la distribución de temperaturas efectivas de las estrellas con exoplaneta, se puede apreciar también este sesgo hacia estrellas similares al Sol. La mayoría de los surveys de búsqueda de exoplanetas se centran en estrellas FGK poco activas. En los últimos años se está realizando un gran esfuerzo y avance en la búsqueda de exoplanetas alrededor de estrellas M. El método más exitoso hasta la llegada de Kepler, era la técnica de las velocidades radiales, la cual encuentra serias dificultades en el otro extremo en masas, en las estrellas de los primeros tipos espectrales. El bajo número de características espectrales y el ensanchamiento rotacional hace difícil medir la velocidad radial, y muchos menos alcanzar alta precisión en las medidas.

Un parámetro fundamental para comprender distintos aspectos sobre la evolución de los sistemas planetarios es la edad de la estrella. Para entender procesos como la migración de los planetas o la evolución de sus atmósferas, necesitamos una referencia temporal. La estimación de la edad de la estrella no es algo sencillo. Tampoco lo es pelear con la contaminación en las medidas de la velocidad radial debidas a la alta actividad magnética de las estrellas jóvenes. Es por esta razón por lo que los surveys han desechado durante mucho tiempo este tipo de estrellas jóvenes y activas, en favor de estrellas más tranquilas y viejas. En la figura Fig. 2.4 (izquierda) se muestra la distribución de edad de las estrellas albergadoras de planetas de las que se conoce este parámetro. Haciendo un zoom en la zona de menor edad estelar (Fig. 2.4, derecha), hasta 100 Millones de años, se puede ver que el número de estrellas con exoplanetas es muy bajo y que incluso, hay



**Figura 2.3:** Arriba: Distribución de masa de las estrellas con planetas. Abajo: Histograma  $T_{eff}$  de la estrellas con planeta

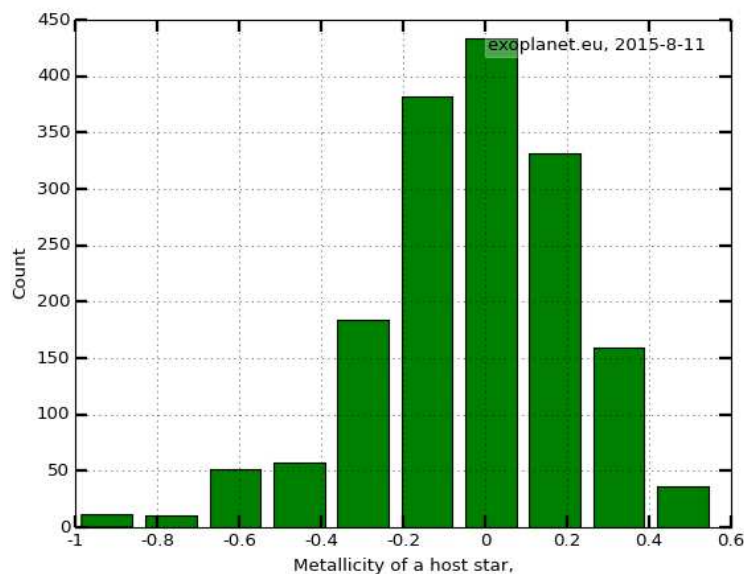


**Figura 2.4:** Arriba: Histograma de la edad de las estrellas con planeta. Abajo: Histograma de la edad de las estrellas con planeta con edades menores de 100 Myr

zonas sin datos.

Otro de los parámetros de las estrellas que nos interesa conocer es su metalicidad (ver Fig. 2.5), puesto que nos da información sobre el ambiente en el que se forman los planetas, ya que la composición química de la estrella y de su entorno es muy similar. La tendencia encontrada en la estadística muestra valores mayores que la metalicidad solar, que podría sin embargo ser un sesgo observacional, ya que en las estrellas ricas en metales se determina mejor la velocidad radial. Gracias a los surveys fotométricos de búsqueda de exoplanetas se han encontrado planetas en un gran número de estrellas con metalicidad no muy alta, lo que confirmaría el sesgo observacional.

Por otro lado, parece intuitivo pensar que de discos protoplanetarios con gran contenido en materiales pesados, se produzcan un gran número de coágulos rocosos y embriones de planetas masivos. Las estrellas ricas en metales tienen mayor probabilidad de



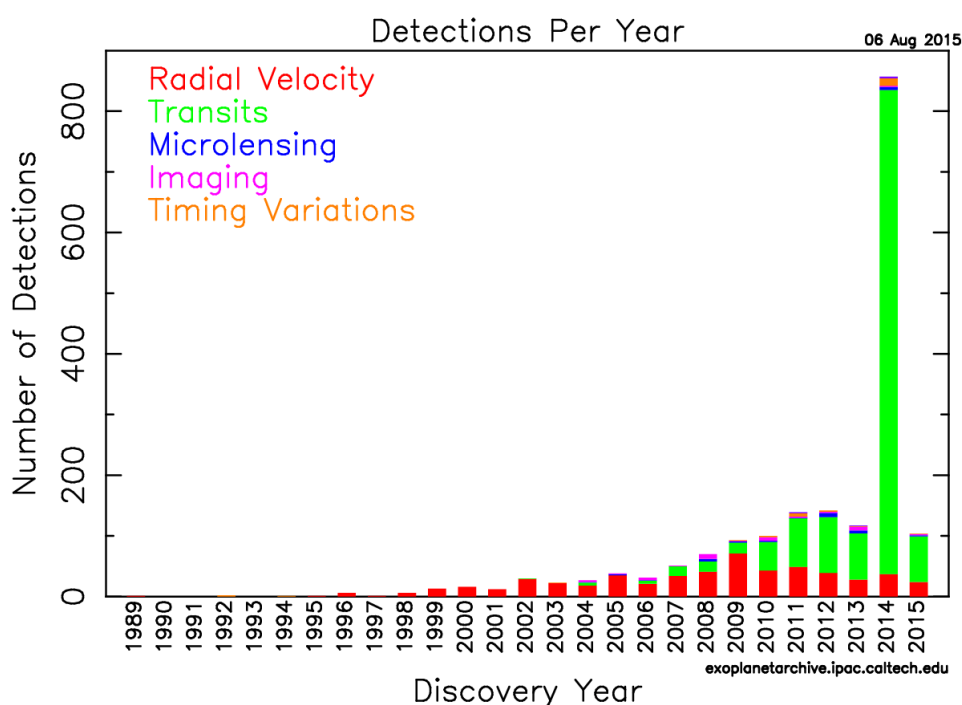
**Figura 2.5:** Histograma de la metalicidad de las estrellas con planetas

albergar planetas gigantes. Esta correlación planeta-metalicidad fue validada estadísticamente por surveys de estrellas con amplio rango en masas  $M_* = 0.3$  a  $2M_\odot$  (Fischer & Valenti 2005, Sousa et al. 2011, González 2014, Reffert et al. 2015). Un estudio reciente de Wang & Fischer (2015) revela que la correlación planeta-metalicidad parece ser universal: no solo se forman planetas gigantes más frecuentemente en estrellas ricas en metales, sino también gigantes tipo Neptuno y planetas de masas terrestres. Este estudio muestra también que la relación entre la formación de planetas y la metalicidad es menor cuanto menor es la masa del planeta.

### 2.2.3 Propiedades observadas de los exoplanetas

El número de planetas extrasolares descubiertos ha ido aumentando a lo largo de los años, conforme se iba desarrollando tecnología dedicada a este campo. La Fig. 2.6 presenta un histograma del número de planetas descubiertos por año, y por técnica utilizada. Se puede apreciar el notable aumento de detecciones conforme las misiones espaciales CoRoT y Kepler comenzaron a producir resultados. Destaca la aportación del método de los tránsitos desde la liberación de los datos de Kepler, desbancando a la técnica de las velocidades radiales como la más eficiente. Esto también puede ser debido al hecho de que hay más tiempo de telescopio dedicado para seguimiento de tránsitos que búsquedas por velocidad radial.

Siendo la población actual de exoplanetas tan numerosa, es posible hacer un estudio estadístico de sus propiedades, tanto orbitales como físicas y correlacionar con las propiedades de sus estrellas albergadoras. La muestra de planetas extrasolares presenta características interesantes y sorprendentes. La primera característica destacable de los exoplanetas conocidos es su variedad. Pocas son las regiones del espacio de parámetros en los límites actuales que se han encontrado vacías. En consecuencia, aquellas que lo



**Figura 2.6:** Numero de exoplanetas vs. año de descubrimiento. Las distintas técnicas empleadas están señaladas con un código de color: en **verde** las detecciones utilizando la técnica de los tránsitos fotométricos, en **rojo** la técnica de la velocidad radial, en **azul** mediante microlente gravitacional, en **naranja** por el método de variaciones temporales (cronometraje) y en **fucsia** por imagen directa. Crédito: NASA Exoplanet Archive.

están, y no siendo esto debido a efectos de selección, son significativas. Hay mucha información sobre estos nuevos mundos en los histogramas y gráficos comparativos de los parámetros orbitales (el periodo, el semieje mayor y la excentricidad de la órbita) y los parámetros físicos (la masa o masa mínima, el radio y la densidad). Los gráficos presentados en esta subsección han sido producidos utilizando el catálogo de la Extrasolar Planets Encyclopedia, el NASA Exoplanet Archive, el Exoplanet Orbit Database y el Open Exoplanet Catalogue <sup>1</sup>.

### 2.2.3.1 Masa

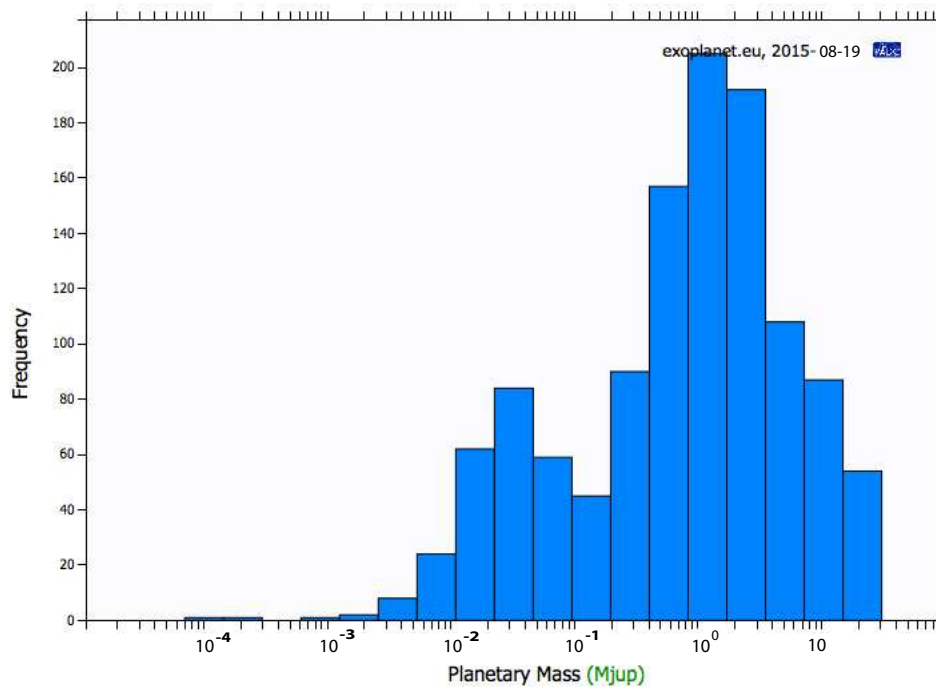
En la figura Fig. 2.7 se muestra el histograma de la masa de los planetas descubiertos, con dos picos diferenciados. El primero está en una masa intermedia entre la terrestre y Neptuno, sobre  $0.01 M_J$ . Los objetos en este rango de masas, entre  $5$  a  $10 M_T$ , se denominan *supertierras* (Valencia, Sasselov & O'Connell 2007). Nuestro Sistema Solar no posee objetos en este rango de masas, y dada la alta tasa de ocurrencia de estos planetas, su ausencia en el Sistema Solar es una de las características que hace a este poco común. La presencia de una supertierra habría afectado a la formación de planetas de masas terrestres.

El segundo pico está alrededor de la masa de Júpiter. Aunque la población de planetas tipo Júpiter es considerable, gracias a la mejora en la precisión en la medida de la velocidad radial una nueva población de planetas de baja masa está emergiendo, las

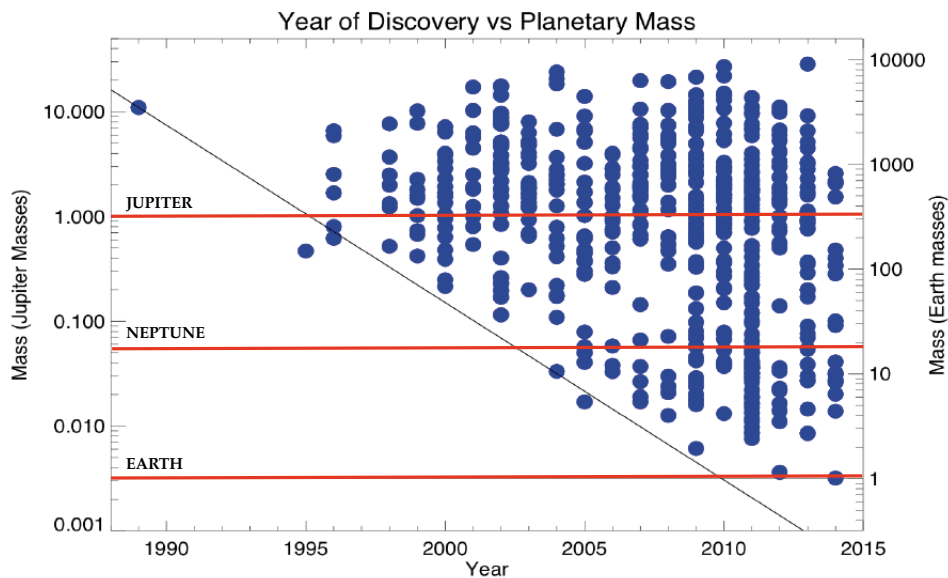
<sup>1</sup>Respectivamente: [exoplanet.eu](http://exoplanet.eu),  
[www.openexoplanetcatalogue.com](http://www.openexoplanetcatalogue.com)

[exoplanetarchive.ipac.caltech.edu](http://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu),

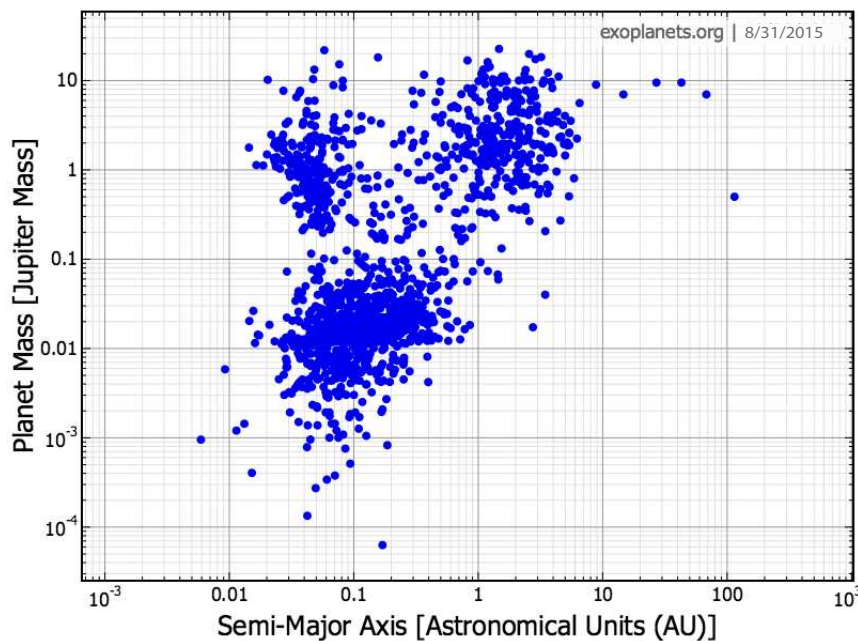
[exoplanets.org](http://exoplanets.org),



**Figura 2.7:** Distribución de masa de los exoplanetas descubiertos.



**Figura 2.8:** Masa de los exoplanetas conocidos vs. año descubrimiento. Las tres líneas en rojo señalan la masa de Júpiter, la de Neptuno y la de la Tierra. Crédito: adaptado de Plavchan et al. 2015

Figura 2.9: Masa vs. semi eje mayor  $a$ 

ya mencionadas supertierras e incluso objetos de masa terrestre y subterrestre, como se muestra en la Fig. 2.8. La distribución en masas se completa con la población de planeta tipo Neptuno.

### 2.2.3.2 *Semieje mayor*

La figura Fig. 2.9 muestra la masa vs. el semieje mayor,  $a$ . Se puede observar el sesgo debido a que las técnicas de detección más exitosas (tránsitos y velocidad radial) son más eficaces encontrando planetas que orbiten cerca de la estrella. El planeta con mayor semieje mayor detectado por el método de los tránsitos tiene un valor  $a=0.996$  UA, mientras que el rango de valores para el método de la velocidad radial está entre 0.01 y 5.83 UA. La imagen directa puede detectar planetas a separaciones mucho mayores. Las búsquedas de exoplanetas por microlente gravitacional encuentran preferentemente planetas a distancias de pocas UAs, estando la escala dictada por el tamaño del anillo de Einstein alrededor de la estrella-lente.

A partir del histograma mostrado en la figura Fig. 2.10 se ve que el valor promedio de  $a$  es menor que el límite inferior para el Sistema Solar, es decir, la distancia de Mercurio al Sol (0.4 UA). Todos los planetas de nuestro Sistema Solar tienen semiejes mayores que el promedio observado en los sistemas exoplanetarios. La ausencia de planetas en órbitas muy cercanas, convierte al Sistema Solar en un sistema peculiar, aunque esto también puede ser debido a efectos de selección.

### 2.2.3.3 *Periodo*

Como muestra la figura Fig. 2.11 parece existir un periodo crítico de 3 días, por debajo del cual se han descubierto pocos planetas, y por encima del cual, se observa un cierto apila-



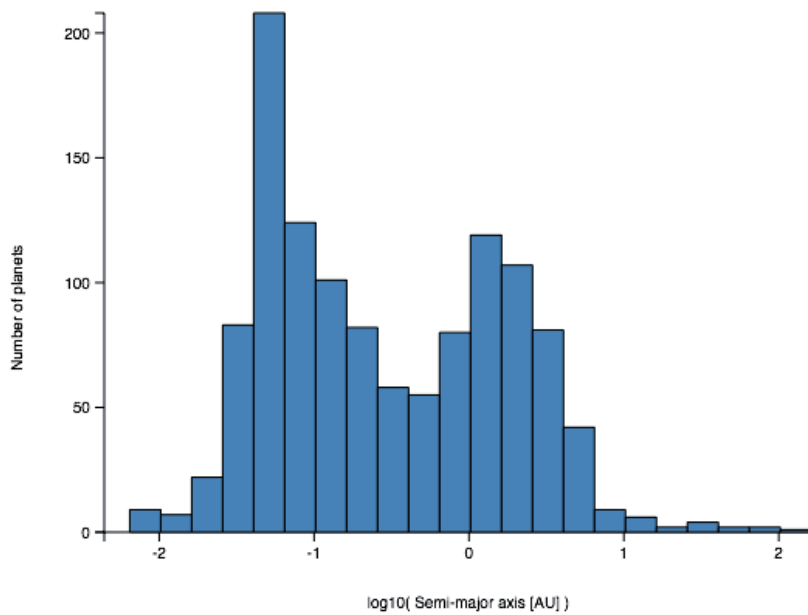


Figura 2.10: Histograma del semieje mayor

miento, que puede ser explicado por las teorías de formación y migración de planetas. La escasez de planetas con periodo menor de 3 días podría ser debida a la evaporación total de los planetas gigantes por el fuerte campo estelar, o a la evaporación de su envoltura gaseosa. Este escenario también podría explicar la presencia de planetas de baja masa ( $M < 0.03M_J$ ) orbitando con periodos menores de 3 días, que serían el núcleo sólido remanente de un gigante rocoso tras perder su envoltura. En la figura Fig. 2.12 se observa lo que ya se comentó para el caso de los semiejes mayores: las técnicas de los tránsitos y velocidad radial detectan preferentemente planetas de corto periodo, mientras que la imagen directa detecta planetas con periodos mucho mayores, del orden de años.

#### 2.2.3.4 Excentricidad

Como muestra el histograma de la Fig. 2.14 la gran variedad de órbitas elípticas encontradas ha sido una de las sorpresas que deparaban los exoplanetas. La apilación en torno a  $e = 0$  se explica por el gran número de planetas en órbitas muy cercanas y que estas estén circularizadas. Como se mostró en la sección Sect. 2.2.1. la hipótesis nebular sugería que las órbitas deben ser circulares, y en el mismo sentido de giro que la nube de gas y polvo. Las excentricidades en el Sistema Solar (con un rango entre 0.007 para Venus y 0.21 para Mercurio) son relativamente pequeñas comparadas con las de la muestra de exoplanetas. Se han llegado a encontrar órbitas por encima de 0.95 lo que se acerca a la ruptura del sistema. Las órbitas elípticas están ligadas a inestabilidades y choques ocurridos durante el proceso de formación de los sistemas planetarios, incluida la migración de los planetas gigantes. Pero los procesos de disipación de energía por mareas deberían hacer que, al menos los planetas más próximos, tuvieran excentricidades más pequeñas. Para periodos menores de 10 días, las órbitas circulares son más abundantes que para periodos mayores, y por el contrario la mayoría de los exoplanetas con periodos orbitales largos tienen órbitas muy excéntricas, pero aun así el número de casos con valores altos de la

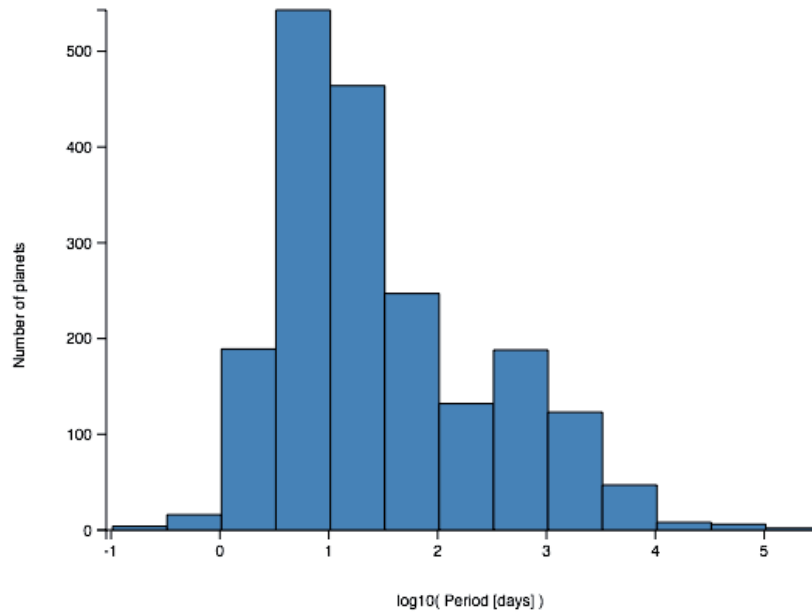


Figura 2.11: Histograma Periodo orbital

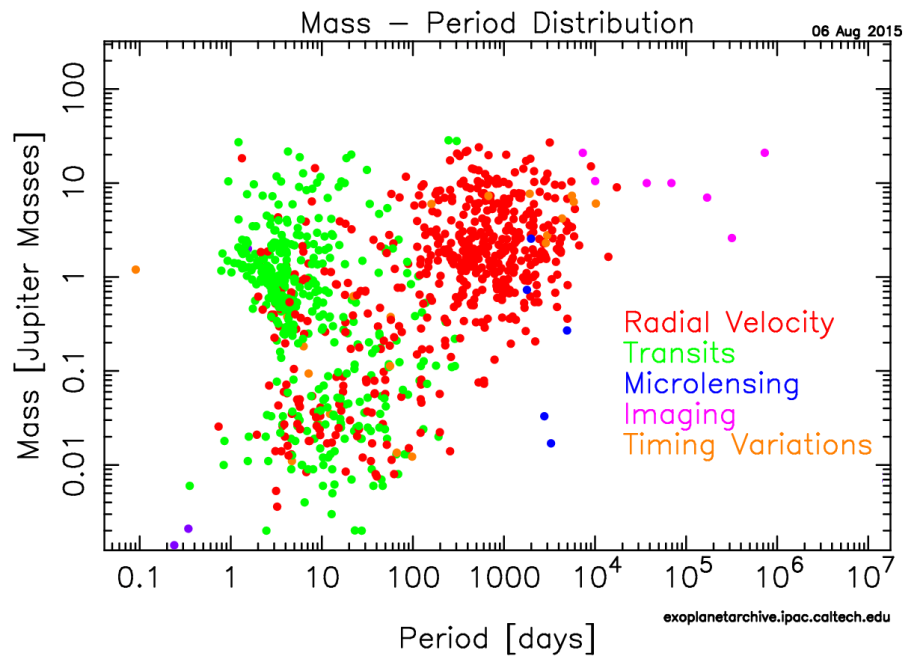


Figura 2.12: Masa vs. periodo. El código de colores indica la técnica de detección utilizada. En **rojo** la velocidad radial, en **verde** el método de los tránsitos fotométricos, en **azul** por microlente gravitacional, en **fucsia** por imagen directa y en **naranja** por cronometría de la señal. Crédito: NASA Exoplanet Archive.

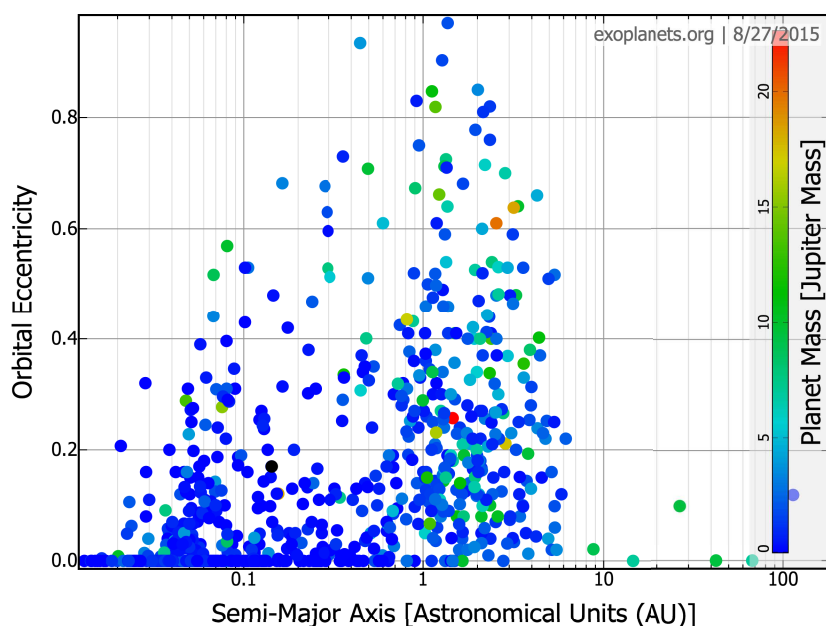


Figura 2.13: Excentricidad vs. Semi eje mayor

excentricidad sigue siendo excesivo, como se ve en la Fig. 2.15. En un artículo reciente Limbach & Turner (2015) sugieren que la excentricidad está correlacionada con el número de planetas en el sistema. Encuentran una fuerte anti-correlación entre la excentricidad y la multiplicidad de los sistemas detectados por velocidad radial, es decir, cuanto mayor número de planetas en un sistema, menor será la excentricidad promedio del mismo. Una extrapolación de sus relaciones para 8 planetas ajusta bien con la excentricidad promedio observada en el Sistema Solar. En la figura Fig. 2.13 se puede apreciar que hay pocos planetas con alta excentricidad en órbitas muy cercanas a la estrella. Esto es debido a las fuerzas de marea, que circularizan la órbita rápidamente.

#### 2.2.4 Otros mundos, pero no como el nuestro: tipos de planetas y sistemas exóticos

La revisión de las propiedades de los exoplanetas encontrados nos deja la tabla periódica en función de masas y distancia a la estrella, presentada en la figura Fig. 2.16. Los tipos de planetas señalados con un círculo rojo no existen en nuestro Sistema Solar: objetos subterrestres, superterrestres y de masas de Neptuno y Júpiter en la zona caliente, objetos de masas superterrestres, de Neptuno y Júpiter en la zona templada y objetos tipo Terra y superterrestres en la zona fría.

El primer descubrimiento sorprendente cronológicamente hablando fue un nuevo tipo de planeta gigante que tampoco existe en el Sistema Solar: los Júpiteres calientes (*hot Jupiters*). Las teorías de formación planetaria no previeron la existencia de estos objetos tan exóticos, por la simple razón de que es imposible que se puedan formar tan cerca de sus estrellas. Los discos protoplanetarios no contienen suficiente material, hidrógeno en particular, en las regiones interiores y calientes, para que se pueda formar un planeta gigante. Era necesario invocar un nuevo mecanismo físico para explicar su existencia: la

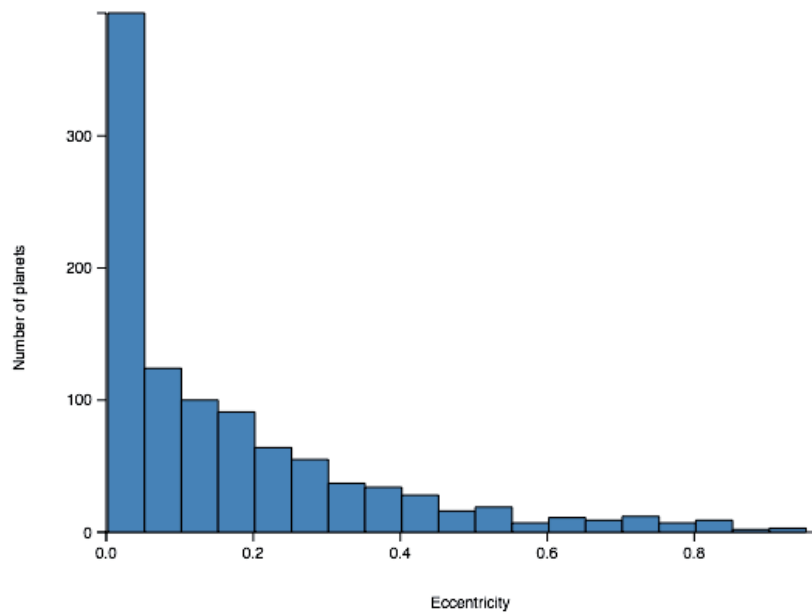


Figura 2.14: Histograma de la excentricidad

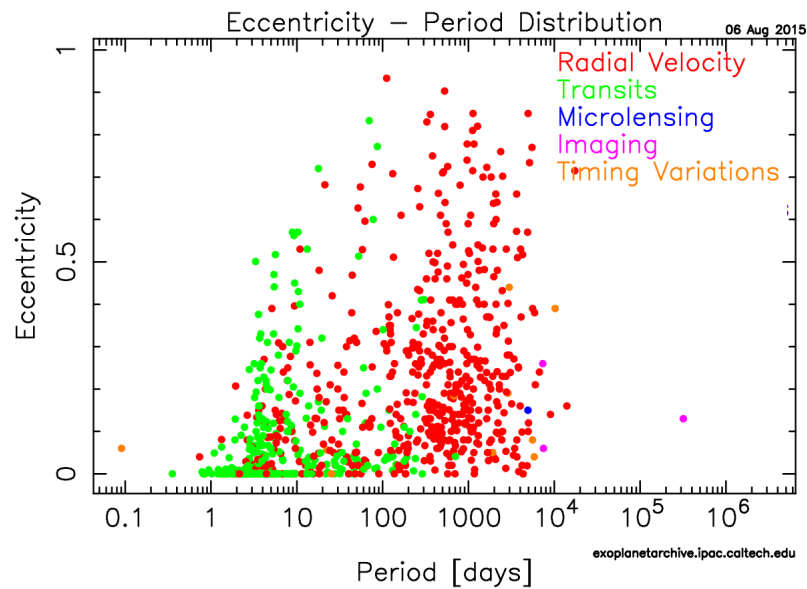
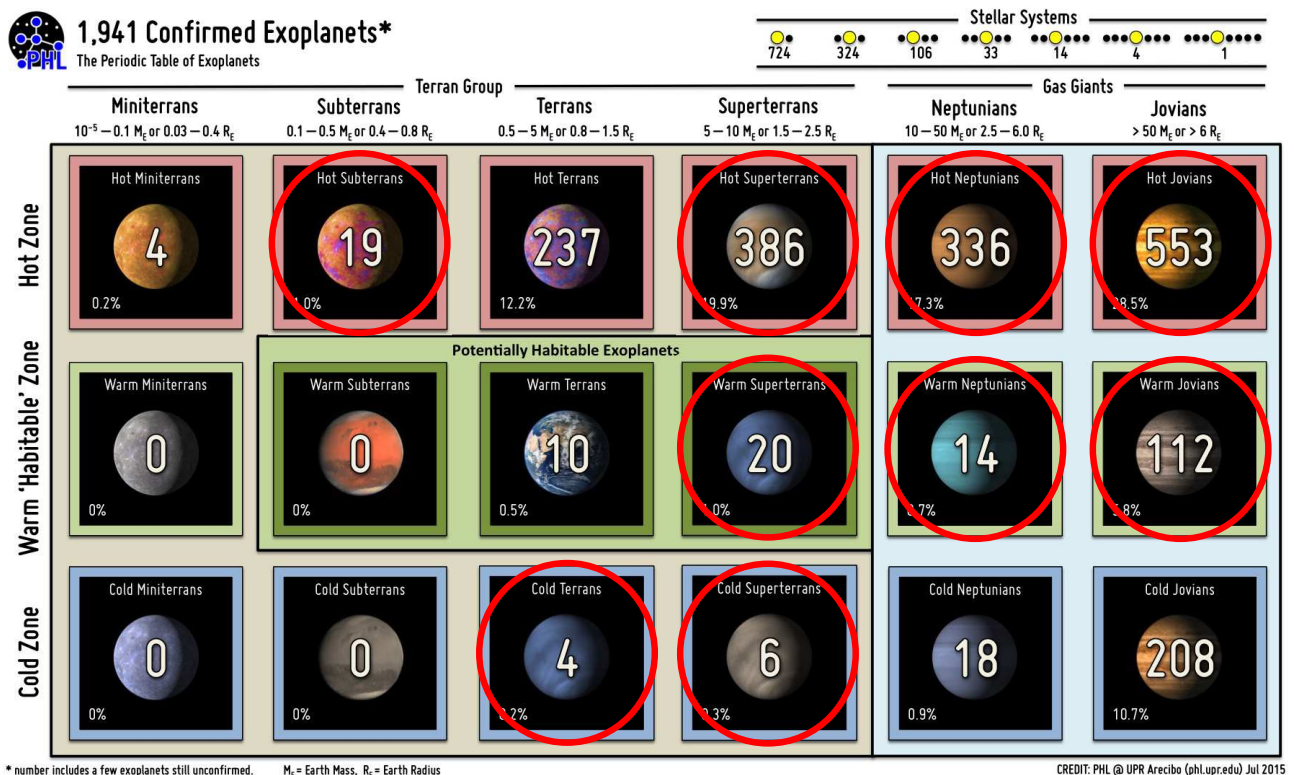


Figura 2.15: Excentricidad vs. periodo. El código de colores indica la técnica de detección utilizada. En **rojo** la velocidad radial, en **verde** el método de los tránsitos fotométricos, en **azul** por microlente gravitacional, en **fucsia** por imagen directa y en **naranja** por cronometría de la señal. Crédito: NASA Exoplanet Archive.



**Figura 2.16:** Tabla periódica de los planetas extrasolares clasificados en 18 categorías de temperatura y masa. Los círculos rojos señalan los tipos de planetas que no existen en el Sistema Solar. La temperatura se distribuye en vertical en 3 regiones: zona caliente, zona templada o zona de habitabilidad y zona fría. La masa se divide en 6 regiones en horizontal: objetos de masa mini-terrestre ( $10^5$  a  $0.1 M_T$ ), de masa sub-terrestre ( $0.1$  a  $0.5 M_T$ ), terrestre ( $0.5$  a  $5 M_T$ ), super tierras ( $5$  a  $10 M_T$ ), objetos neptunianos ( $10$  a  $50 M_T$ ) y objetos jovianos ( $M > 50 M_T$ ). Crédito: Planetary Habitability Laboratory, UPR

migración. Estos planetas se formarían más allá de la línea de hielo y migrarían hacia regiones más cercanas a la estrella. Las teorías actuales sobre la formación de los planetas fracasan a la hora de explicar la gran variedad de arquitecturas planetarias, y la diversidad de masas y distancias a la estrella hospedadora. Conciliar la teoría con las observaciones es un proceso que aún está en desarrollo. Una breve descripción de las distintas teorías de formación de planetas se presenta en la siguiente subsección, en particular para el caso de los Júpiteres calientes.

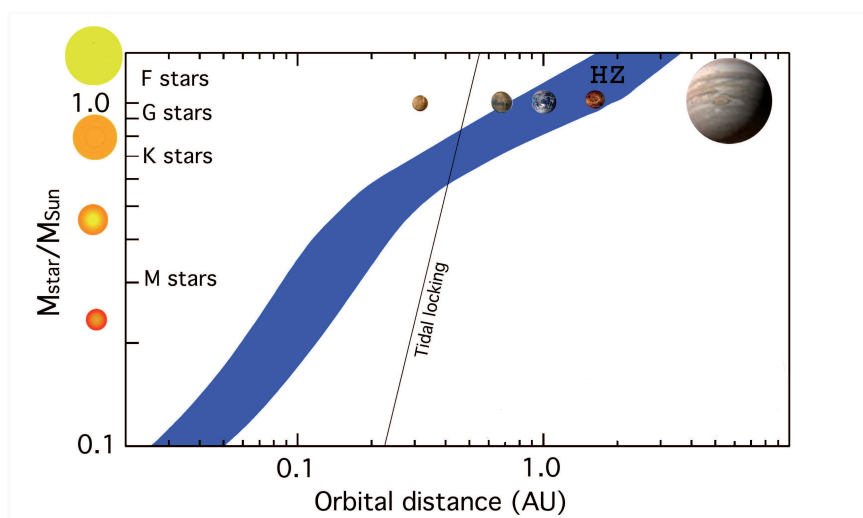
Tras la era inicial de detección de planetas gigantes, las técnicas comenzaron a revelar una población de planetas de menor masa. Los planetas de tamaño intermedio entre la Tierra y Neptuno, son sorprendentemente comunes en los sistemas extrasolares, pero una notable ausencia en nuestro Sistema Solar. En el rango de masas de 5 a 10  $M_T$  destaca el descubrimiento de un nuevo tipo de planeta bastante abundante según la distribución de masas: las *supertierras* (Mayor et al. 2011, Pepe et al. 2011, Udry et al. 2007, Mayor et al. 2009a). Algunas de estas super Tierras se han encontrado en la llamada *zona de habitabilidad*, como Kepler 22b (Borucki et al. 2012), Gliese 581 d (Udry et al. 2007) y hasta un sistema de tres supertierras en zona de habitabilidad en Gliese 667C (Anglada-Escudé et al. 2013), entre otros muchos ejemplos.

La zona de habitabilidad (ZH, ver Fig. 2.17) es una banda de distancias alrededor de las estrellas en función de la temperatura y presión a la que se da el punto triple del agua (0,01 °C y 611,73 Pascales). Está definida por dos radios, uno interior donde tendríamos un planeta con un efecto invernadero perpetuo (en el caso del Sistema Solar sería Venus), y un radio exterior donde tendríamos un planeta con una glaciación perpetua (más allá de Marte). Un planeta rocoso en esa zona, llamada también "ricitos de oro" (en inglés *Goldilock*) por el cuento (ni demasiado frío, ni demasiado calor), con las mismas características que la Tierra, podría potencialmente haber desarrollado las mismas condiciones que nuestro planeta para que surgiera la vida. Algunos autores amplían la definición a una escala mayor, y definen también una "zona de habitabilidad galáctica", como la región de una galaxia lo suficientemente alejada del núcleo, en la que no se dan eventos catastróficos (como supernovas), ni tampoco una formación estelar muy intensa, y es rica en elementos químicos pesados.

Además de supertierras en zona de habitabilidad se han encontrado también algunos mundos exóticos en situaciones extremas de temperatura: los llamados *planetas de lava*, planetas rocosos en los que el material de la superficie alcanza una temperatura tan alta que es un océano de lava. Kepler 10 b (Fressin et al. 2011),  $\alpha$  Centauri B b (Dumusque et al. 2012), Corot-7 b (Queloz et al. 2009) son algunos de estos mundos peculiares.

En el rango de masas subterrestres, se han descubierto varias decenas de planetas con masas en torno a Venus y Marte, e incluso un planeta de masa entre la de la Luna y Mercurio, Kepler 37 b (Barclay et al. 2013), siendo el cuerpo menos masivo detectado hasta hoy.

La variedad de arquitecturas exoplanetarias exóticas descubiertas presenta casos tan curiosos como: planetas en órbitas retrógradas, como Wasp-8 b (Queloz et al. 2010); planetas circumbinarios, es decir, planetas que orbitan alrededor de un sistema binario, como Kepler 16 b (Doyle et al. 2011); planetas con órbitas tan cercanas que están siendo engullidos por su estrella, como Wasp-12 b (Hebb et al. 2008), que tiene el periodo orbital



**Figura 2.17:** Zona de habitabilidad en función de la Temperatura efectiva y el tipo espectral. En la imagen aparecen señalados algunos de los planetas del Sistema Solar. Crédito: A. Hatzes.

más pequeño que se conoce (1.10 días) y semieje 0.022 UA. HD 69830 (Lovis et al. 2006) fue el primer sistema planetario descubierto alrededor de una estrella de masa solar que no contiene ningún planeta tipo Júpiter, sino un sistema de tres Neptunos. También se ha encontrado un planeta, Gliese 436 b (Butler et al. 2004), que por su temperatura y densidad, no es ni totalmente rocoso ni totalmente gaseoso, parece estar compuesto por un material que en la Tierra no se presenta en la Naturaleza, el hielo caliente.

Se han descubierto numerosos sistemas multiplanetarios. El que contiene mayor número de planetas es el de la estrella HD 10180 (Lovis et al. 2010), con 7 planetas y 2 candidatos por confirmar. Le sigue en cuanto a número, el sistema de Kepler 90 (Cabrera et al. 2014, Schmitt et al. 2014), que es el sistema más similar al Sistema Solar encontrado por su configuración: planetas rocosos en el interior y gaseosos en las regiones más alejadas. Con 6 planetas descubiertos están los sistemas de Kepler 11 (Lissauer et al. 2011) y de HD 40307 (Tuomi et al. 2012, Mayor et al. 2009).

El estudio de la atmósfera de los planetas transitantes ha permitido detectar trazas de vapor de agua en tres planetas extrasolares: HD 189733 b, HD 209458 b y Wasp-12 b. Los tres planetas son de tipo Júpiter caliente. El primer planeta en el que se detectaron trazas de vapor de agua y de metano, dos tipos de moléculas ligadas a la vida (están dentro del grupo conocido como *biomarcadores*) fue HD 189733 b (Tinetti et al. 2007, Swain et al. 2008).

Todos estos excitantes descubrimientos apuntan hacia una de las principales metas del campo de investigación exoplanetario, el Santo Grial de la exoplanetología: detectar un día un gemelo a la Tierra, un planeta de masa igual a la terrestre, orbitando en la zona de habitabilidad alrededor de una estrella de tipo solar, con similares características orbitales que la Tierra, y cuya atmósfera mostrara trazas de los mismos elementos que la terrestre. Algunos exoplanetas encontrados se acercan a las condiciones de la Tierra, pero ninguno las cumple todas, en cuanto a masa, densidad, distancia a la estrella, radio, temperatura, ni tampoco las estrellas alrededor de las que se han encontrado estos planetas potencialmente habitables tienen propiedades físicas (como la edad y la temperatura) ge-



melas a las del Sol. Los dos exoplanetas más similares a la Tierra son Kepler 438 b (Torres et al. 2015) y Kepler 296 b (Torres et al. 2015).

### 2.2.5 Teorías de formación planetaria o como construir un Júpiter caliente

Como se ha mencionado en secciones anteriores la diversidad de planetas encontrados, en un rango tan amplio de propiedades físicas y orbitales, desafía las teorías de formación de planetas. No existe una teoría unificada que pueda explicar la formación de un tipo cualquiera de planeta. Actualmente hay dos teorías en competencia tratando de explicar los escenarios de formación de planetas: la teoría de la inestabilidad gravitatoria o inestabilidad del disco (*gravitational instability*) y la teoría de la acreción del núcleo (*core accretion*). Dado que una presentación y discusión exhaustiva de estas teorías se escapa a los objetivos de esta Tesis, se van a particularizar para el caso de los Júpiteres calientes y las escalas de tiempo necesarias para su formación.

- **Acreción del núcleo.** Propone la formación de planetas gigantes a partir de cuerpos más pequeños, granos de polvo y hielo que se van agregando hasta formar planetesimales que colisionan entre sí hasta crear un núcleo sólido lo suficientemente masivo (típicamente unas  $10 M_T$ ) como para acretar grandes cantidades de gas (Pollack et al. 1996). El crecimiento se detiene cuando el planeta abre un gap en el disco o cuando el gas se disipa. La escala de tiempos propuesta para formar planetas via acreción del núcleo es del orden de 1 Ma (millón de años), comparable con la edad a la que una estrella de tipo solar joven pierde su disco. La eficiencia del modelo de acreción del núcleo depende de la metalicidad del disco, cuantos más elementos pesados más cantidad de material disponible hay para construir los planetesimales. Esto encaja con las correlaciones encontradas para la metalicidad de las estrellas albergadoras de planetas.
- **Inestabilidad gravitatoria.** Propone la formación directa de planetas gigantes via colapso gravitacional de fragmentos de un disco protoplanetario masivo (Boss 1997). Simulaciones hidrodinámicas han mostrado que la fragmentación puede ocurrir y se pueden formar protoplanetas en menos de 1000 años (Mayer et al. 2002).

Cuál de los dos mecanismos es el que mejor describe la formación de los planetas gigantes es un tema ampliamente debatido. En ambos escenarios los planetas gigantes se formarían en las regiones más frías del disco, más allá de la línea de hielo, y en el caso de los Júpiteres calientes, necesitan de un mecanismo de migración que acerque el planeta hacia la estrella. La migración planetaria en los discos gaseosos protoplanetarios ya había sido predicha por Goldreich & Tremaine (1980) y Lin & Papaloizou (1979). Hay varios mecanismos propuestos para explicar la migración que se pueden dividir en dos grandes bloques: interacciones disco-planeta e interacciones de varios cuerpos.

- **Interacciones disco-planeta.** Ya que el planeta está embebido en el disco protoplanetario se espera que exista algún tipo de interacción entre ambos. Dependiendo de la masa del planeta y del tipo de interacción, se suelen distinguir tres tipos de migración: Tipo I, Tipo II y Tipo III.



- **Migración Tipo I.** Ocurre cuando el planeta está todavía embebido en el disco protoplanetario. Las ondas de densidad ejercen un torque sobre el planeta causando una pérdida de momento angular y comenzando la migración. La escala de tiempo para este tipo de migración es del orden de  $10^4$  a  $10^5$  años (Chambers 2006). Esta corta escala de tiempo plantea un problema para planetas gigantes con un núcleo lo suficientemente grande, que no se habrían formado en este tiempo.
- **Migración Tipo II.** Este tipo de migración puede explicar los Júpiteres calientes y también la distribución radial de los planetas observados. Se da en el caso de planetas muy masivos, de masas típicamente la de Saturno y mayores, que pueden formar un gap en el disco mediante interacciones de marea. Este tipo de migración puede llevar a un planeta ubicado en 5 UA hacia su estrella en 0.5 Ma, que es menor que el tiempo de vida de muchos discos (Chambers 2006, Haisch et al. 2001).
- **Migración Tipo III.** Al igual que en el Tipo I también considera un escenario donde se ejerce un torque sobre el planeta (Masset & Papaloizou 2003), pero tiene en cuenta posibles asimetrías y flujos en el gas que rodea el planeta, que aceleran la migración, con escalas de tiempo alrededor de  $10^2$  a  $10^3$  años.
- **Interacciones entre varios cuerpos.** Otros objetos de masa planetaria presentes en el disco protoplanetario o compañeros estelares cercanos al sistema pueden causar cambios en los parámetros orbitales de los planetas.
  - **Interacciones planeta-planeta.** Este escenario plantea la formación de Júpiteres calientes a partir de la circularización de un órbita excéntrica de un planeta gigante. La alta excentricidad sería debida a la interacción con otros planetas gigantes presentes en el sistema.
  - **Perturbaciones por un compañero estelar.** En el caso de los sistemas binarios (y de los sistemas múltiples) la inclinación entre la compañera estelar y el disco protoplanetario puede generar oscilaciones que generen órbitas excéntricas que al circularizarse podrían dar lugar a Júpiteres calientes (Wu & Murray 2003).

Teniendo en cuenta estas teorías y las escalas de tiempo de formación de un planeta masivo tipo Júpiter y de migración hacia órbitas cercanas de la estrella, el compañero planetario propuesto para BD+20 1790 es plausible, dado el rango de edad de la estrella entre 35-30 Ma.

## 2.3 Técnicas de detección

---

El método más intuitivo para buscar un planeta alrededor de una estrella parece ser la imagen directa. Pero como bien adelantaba Giordano Bruno, observar planetas no es una tarea fácil. Las grandes diferencias en tamaño y el contraste de brillo entre el planeta y la estrella, sumado a las grandes distancias, convierte a esta técnica en un auténtico desafío tecnológico.

**Tabla 2.2:** Lista de técnicas de detección y número de exoplanetas encontrados

Técnica	N
Velocidad Radial	611
Tránsitos fotométricos	1214
Micro lente gravitatoria	37
Imagen directa	59
Metraje pulsar	19
Otros métodos	4

Sin embargo, sí es posible analizar el comportamiento de la luz de la estrella y detectar la presencia de exoplanetas usando otros métodos indirectos. Mientras que el método de los tránsitos fotométricos se basa en el estudio de la variación de la luminosidad de la estrella, los métodos de la cronometría de púlsares, la astrometría y las velocidades radiales, se apoyan en la perturbación dinámica de la estrella debido al planeta, que se mueve alrededor del baricentro del sistema estrella+planeta. Esto resulta en una perturbación periódica de tres observables: en la velocidad radial, en la posición angular (astrometría) y en el tiempo de llegada de una señal de referencia periódica (cronometría de púlsares). Cada uno de los métodos desarrollados tiene sus ventajas e inconvenientes. Las técnicas de la velocidad radial y de los tránsitos, detectan preferentemente planetas masivos en órbitas cercanas a la estrella, mientras que las técnicas de la micro lente gravitatoria, la astrometría y la imagen directa, son más sensibles a planetas en órbitas alejadas de la estrella. Aunque las técnicas sean complementarias, no se suelen aplicar sobre la misma muestra de estrellas.

Hasta hace poco el método más exitoso era la técnica de la velocidad radial, puesto cedido a la técnica de los tránsitos fotométricos gracias a los resultados de telescopio espacial Kepler, como se mostró en la Fig. 2.6 (Sect. 2. 2). En la Tabla 2.2 se muestra el número de exoplanetas detectados por cada técnica (a 6 de Agosto de 2015).

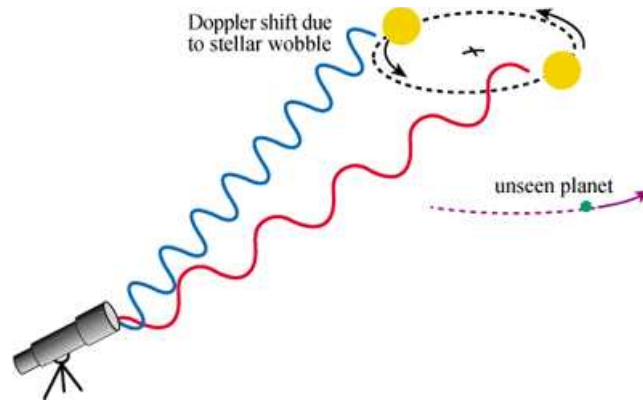
En este apartado se proporciona una visión de las técnicas de observación empleadas actualmente, con una descripción de cada una.

### 2.3.1 Velocidad radial

La idea base tras la técnica de la velocidad radial es relacionar el movimiento periódico de la estrella alrededor del centro de masas del sistema y los desplazamientos de la luz que emite (ver Fig. 2.18), utilizando el efecto Doppler para determinar la velocidad radial de la estrella a partir de los desplazamientos de las líneas espectrales, mediante la ecuación:

$$\frac{v}{c} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} \quad (2.1)$$

donde  $v$  es la velocidad de la estrella en la dirección del observador, y  $c$  es la velocidad de la luz e  $\Delta\lambda$  corresponde al desplazamiento en longitud de onda a la longitud de onda  $\lambda$ .



**Figura 2.18:** Desplazamientos doppler debidos al movimiento de la estrella alrededor del centro de masas del sistema por la presencia de un compañero planetario no visible. Crédito: exoplanets.org

La amplitud de la velocidad radial para una estrella de masa  $M_*$  debido a un compañero de masa  $M_P \sin i$ , con periodo orbital  $P$  y excentricidad  $e$ , es

$$K = \left( \frac{2\pi G}{P} \right)^{1/3} \frac{M_P \sin i}{(M_P + M_*)^{2/3}} \frac{1}{(1 - e^2)^{1/2}} \quad (2.2)$$

La dependencia con  $\sin i$  implica que los sistemas orbitales vistos de cara ( $i=0^\circ$ ) resultan en velocidades radiales no medibles y por el contrario, solo podemos determinar  $M_P \sin i$ , en vez de  $M_P$ , lo que proporciona un límite inferior a la masa del planeta, ya que generalmente la inclinación es desconocida.

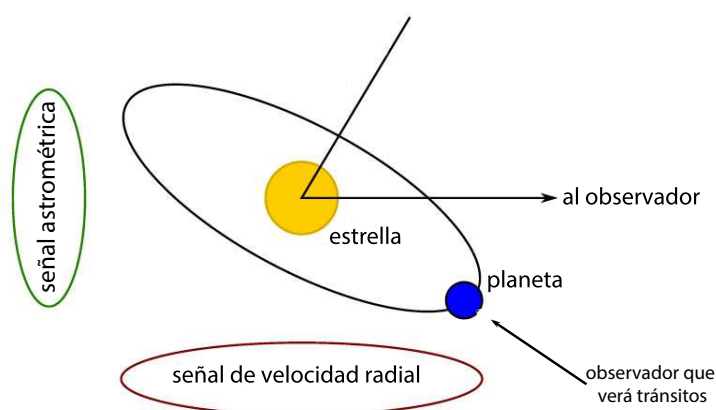
La gran dificultad en la detección de los planetas terrestres es precisamente los valores tan bajos para la semi-amplitud  $K$ , del orden de cm/s (0.09 m/s en el caso de la Tierra). De ahí que la precisión del espectrógrafo sea crucial para la medida de la velocidad radial. Los espectrógrafos actuales como HARPS (Pepe et al. 2000) pueden alcanzar una precisión de hasta 0.8 m/s, que en un futuro cercano, con el desarrollo de instrumentos como EXPRESSO, pueda llegar a ser de cm/s.

Esta técnica será descrita en profundidad en la sección Sect. 2.4.

### 2.3.2 Astrometría

Al igual que la técnica de la velocidad radial, la astrometría se basa en el movimiento de la estrella alrededor del baricentro del sistema, debido a la presencia del planeta. Mientras que la velocidad radial es la componente del desplazamiento medida en la dirección del observador, la astrometría mide la componente transversal del desplazamiento (ver figura Fig. 2.19). La astrometría busca pequeños desplazamientos de la posición de la estrella, cuyo camino aparece proyectado en el plano del cielo como una elipse con semieje mayor dado por la tercera ley de Kepler:

$$\theta = \frac{M_P a}{M_* d} = \left( \frac{G}{4\pi^2} \right)^{1/3} \frac{M_P}{M_*^{2/3}} \frac{P^{2/3}}{d} \quad (2.3)$$



**Figura 2.19:** Las medidas astrométricas y de velocidad radial son complementarias y dependen del ángulo de inclinación respecto al observador. Un tránsito solo puede ser visto en un pequeño cono con una inclinación cercana a  $90^\circ$ . Crédito: Adaptado de T. Brown.

donde  $\theta$  es el semieje mayor,  $M_P$  la masa del planeta,  $M_*$  la de la estrella,  $d$  la distancia a la estrella,  $a$  el semieje mayor.

La astrometría ofrece varias ventajas sobre las demás técnicas, ya que permite determinar mayor número de elementos orbitales, incluida la inclinación orbital. El método astrométrico es independiente de la inclinación, así que la masa derivada del planeta no tiene ambigüedad.

Este método es más sensible a planetas en estrellas cercanas, y a grandes distancias de la estrella, porque la señal astrométrica aumenta con el semieje mayor, frente a la técnica de la velocidad radial, en la que la señal aumenta con  $1/\sqrt{a}$ . Esta técnica es sensible particularmente a periodos relativamente grandes ( $P > 1$  año). La astrometría es también aplicable a estrellas rápidas rotadoras, y a estrellas calientes, donde la técnica de la velocidad radial está limitada.

La precisión que se necesita para poder detectar un objeto de masa planetaria por medio de este método está por debajo del milisegundo de arco, y en el caso de planetas terrestres, es del orden de los microsegundos de arco. Las medidas con instrumentación en tierra cuentan con varias dificultades: los efectos de la turbulencia atmosférica, el movimiento propio y la paralaje debida al movimiento orbital de la Tierra.

Todavía no se ha descubierto un exoplaneta por astrometría. Pravdo & Shaklan (2009) anunciaron que su seguimiento a largo plazo de la enana ultrafría VB10 había revelado un compañero en una órbita de 9 meses. Sin embargo un estudio posterior con velocidades radiales determinó que la señal era espúrea (Bean et al. 2010, Anglada-Escudé et al. 2010, Lazorenko et al. 2011).

La necesidad de medir con precisión y estabilidad a lo largo de una línea de base temporal larga, ha sido un reto para los instrumentos disponibles actualmente. Afortunadamente, las perspectivas para la astrometría basada en el espacio son muy buenas gracias al lanzamiento de la misión GAIA, que permitirá determinar la posición con decenas de microsegundos de arco. La astrometría llegará a ser en un futuro próximo, gracias a esta mejora en la precisión, la técnica más eficiente para encontrar planetas extrasolares.

### 2.3.3 Cronometría de púlsares y otros objetos con señal periódica

Aunque todos los sistemas orbitales se ven afectados por los cambios en el tiempo de viaje de luz a través de la órbita, en general no hay referencia de cronometraje sobre la cual basar dichas mediciones. Una notable excepción son los radio púlsares, estrellas de neutrones rápidas rotadoras, formadas durante el colapso del núcleo de estrellas masivas (8 a 20  $M_{\odot}$ ). Los púlsares emiten haces estrechos en radio, paralelos al eje de su dipolo magnético. Un planeta orbitando alrededor de un púlsar, causaría que este se moviera en torno al baricentro del sistema. Esto resultará en variaciones periódicas en la llegada de los pulsos de radio regulares que emite el púlsar. Para un planeta en una órbita circular la amplitud del máximo del retraso viene dada por:

$$\tau = \sin i \left( \frac{a_P}{c} \right) \left( \frac{M_P}{M_*} \right) \quad (2.4)$$

Donde  $i$  es la inclinación de la órbita del planeta,  $a_P$  el semieje mayor,  $M_P$  la masa del planeta y  $M_*$  la de la estrella. Midiendo  $\tau$ , podemos conocer el periodo y el ratio  $M_P/M_*$ .

Estos planetas plantean muchas cuestiones acerca de su formación, si se formaron tras la explosión de la supernova, por la onda de choque y el material estelar circundante, o si por el contrario, ya existían y sobrevivieron a la explosión de la supernova.

La gran precisión en el cronometraje de los púlsares permitió la primera detección de objetos de masa planetaria orbitando alrededor de una estrella distinta al Sol, por Wolszczan y Frail en 1992.

Otros objetos a los que se puede aplicar esta técnica son las binarias eclipsantes y las estrellas pulsantes, principalmente a enanas blancas.

### 2.3.4 Microlente gravitatoria

Einstein propuso por primera vez el efecto lente gravitacional en 1936 (postulado teóricamente por Eddington en 1920) como una consecuencia de la teoría general de la relatividad. Para distancias galácticas, involucrando a estrellas y objetos compactos, se denomina *microlente gravitatoria*. Aunque la motivación original de los surveys de microlente gravitatoria fue la búsqueda de materia oscura, pronto se planteó la posibilidad de buscar compañeros planetarios a través de eventos de microlente (Mao & Paczynski 1991).

Un evento de microlente gravitacional ocurre cuando una estrella del fondo (que se denomina *fuentes*) se alinea con un objeto compacto (denominado *lente*) en la línea de visión del observador. El campo gravitatorio de la estrella en el primer plano actúa como una lente que amplifica la luz de la estrella de fondo. Un planeta perteneciente a la estrella-lente puede revelarse a partir de la perturbación de la curva de luz, cuando cruza a través de la línea de visión. El planeta se detecta más fácilmente cuando está cerca del llamado *anillo de Einstein*, que la imagen de la estrella-fuente forma si las dos estrellas están perfectamente alineadas. Si la estrella-lente tiene planetas, la curva de luz se distorsiona apareciendo picos (ver figura Fig. 2.20). La duración de un evento de microlente es de minutos a horas.

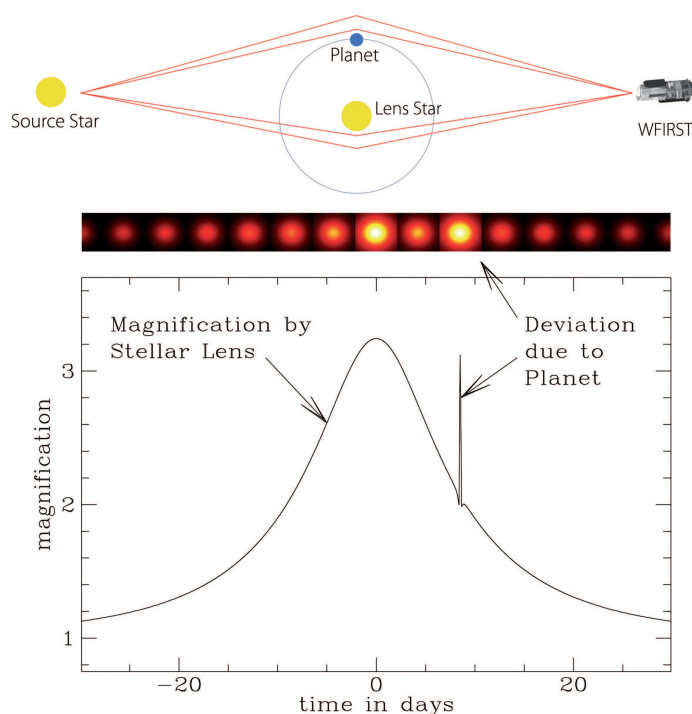


Figura 2.20: Microlente gravitatoria

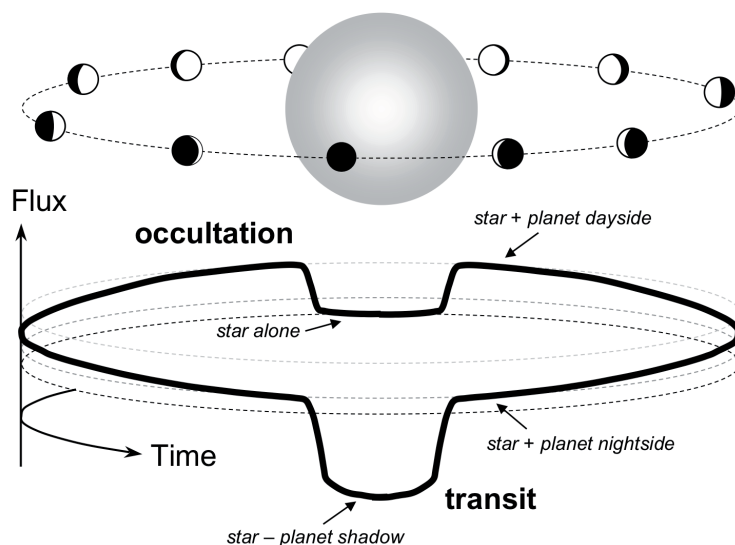
En 2004 se encontró el primer exoplaneta mediante microlente gravitatoria, de  $1.5 M_J$  a 3 UA de su estrella (Bond et al. 2004). El censo de planetas encontrados por esta técnica es relativamente bajo (37 exoplanetas). La técnica presenta muchas complicaciones, ya que la probabilidad de un evento de microlente es muy pequeña. La mayor desventaja de las observaciones de microlente es que son únicas, y confirmaciones o seguimiento no son posibles. Por otro lado, este método es capaz de buscar planetas muy lejos de la vecindad solar e incluso planetas extragalácticos. Además no necesita grandes telescopios para su funcionamiento. Ya que la probabilidad de alineación es muy baja, se observan regiones del cielo de alta densidad estelar como el centro de la Galaxia, zonas que son evitadas por otras técnicas.

### 2.3.5 Imagen directa

El método más intuitivo para buscar planetas es el de la búsqueda por imagen directa. Es también el más complejo tecnológicamente debido al gran contraste entre la luz emitida por la estrella y la reflejada por el planeta. Depende del ratio entre la masa de la estrella y el planeta, y también de la distancia del sistema a la Tierra. Este método favorece la detección de planetas jóvenes, que son relativamente calientes, con grandes separaciones de la estrella.

En 2008 se anunció de manera simultánea la detección por imagen directa del sistema múltiple HR 8799 (Marois et al., 2008) encontrado usando los Keck y Gemini, y Fomalhatut b, (Kalas et al., 2008) usando el HST.





**Figura 2.21:** Esquema de un planeta transitando a su estrella. En la imagen aparecen señalados el eclipse primario y el secundario (ocultación).

### 2.3.6 Tránsitos fotométricos

La idea tras el método de los tránsitos fotométricos es la observación de un descenso en la curva de luz de la estrella, producido por el eclipse de un planeta cuando cruza por delante del disco, que bloquea parte de la luz (ver Fig. 2.21). Este fenómeno se conoce en el Sistema Solar desde que fue observado en 1639 por J. Horrocks para Venus. El descenso es proporcional al área del planeta. Jupiter produciría un descenso del 1 % por delante del Sol, mientras que la Tierra bloquearía únicamente un 0.01 % de la luz. La detección de planetas extrasolares midiendo características fotométricas del eclipse de la estrella por un planeta fue por primera vez considerado por Otto Struve (1952).

Uno de los factores limitantes en la probabilidad de encontrar planetas que transiten es la inclinación respecto al observador, que debe ser cercana a  $90^\circ$ .

La potencia de este método es que puede proporcionar detalles de la composición de la atmósfera del planeta, vía espectroscopía de transmisión. Cuando la luz de la estrella pasa por la atmósfera del planeta, parte de la luz es absorbida por los átomos y moléculas presentes en ella. Tomando un espectro de transmisión podemos estudiar la composición química de la atmósfera del planeta.

El método de los tránsitos nos permite conocer el radio del planeta, y a partir de este, sabiendo su masa en combinación con otro método (generalmente por la técnica de la velocidad radial), se puede determinar la densidad. Nos proporciona una valiosa información directa sobre su naturaleza, si es gaseoso o rocoso.

$$\frac{\Delta L}{L_*} \simeq \left( \frac{R_P}{R_*} \right)^2 \quad (2.5)$$

Los planetas más fáciles de detectar serán aquellos más masivos y cercanos a la estrella, ya que aumenta la profundidad del eclipse y porque aumenta la probabilidad de tránsito al estar cerca de la estrella.

La primera detección fue hecha por Charbonneau et al. en 2000, para el planeta HD 209458 b, ya detectado por el método de la velocidad radial. El número de planetas extrasolares descubiertos por el método de tránsitos ha ido incrementándose rápidamente en los últimos años, sostenido por las misiones espaciales dedicadas como MOST (Rowe et al. 2006), CoRoT (Baglin et al. 2009) y Kepler (Borucki et al. 2011), así como a los surveys desde tierra como la red HAT (Bakos et al. 2002), WASP, o SuperWASP (Pollaco et al. 2006).

Esta técnica requiere instrumentación sencilla comparada con la necesaria para obtener velocidades radiales precisas, y puede aplicarse a miles de estrellas al mismo tiempo, en vez de a una cada vez, lo que aumenta la probabilidad de encontrar un tránsito. Una de las desventajas es la alta tasa de falsas alarmas de origen estelar.

### 2.3.7 Otros métodos

Muchas ideas nuevas se han desarrollado con el objetivo de detectar planetas. Algunos de estos métodos propuestos están al límite de lo alcanzable con la tecnología actual, y no darán resultados hasta dentro de unos años.

En la figura Fig. 2.22 se muestran algunas de estas propuestas, señalando su viabilidad con la instrumentación disponible y el rango de masas que podrían alcanzar.

## 2.4 La técnica de la Velocidad Radial

---

### 2.4.1 Los comienzos

Desde el siglo XIX, las velocidades radiales son el corazón de muchos descubrimientos y avances en la astrofísica. En 1890 Hermann Voger usando la fotografía demostró la teoría de Christian Doppler (1842), de que las estrellas en movimiento en nuestra línea de visión deberían mostrar un cambio de color. Este cambio de color, o desplazamiento en longitud de onda, es comúnmente llamado desplazamiento Doppler. Ha sido usado para medir la cinemática estelar, determinar parámetros de sistemas binarios, identificar pulsaciones estelares, y medir distancias a galaxias.

El método de la velocidad radial se ha usado desde los comienzos de la astrofísica espectroscópica para caracterizar las órbitas de estrellas binarias, pero durante muchos años fue considerado impracticable para la detección de planetas a causa de la precisión necesaria (pocos m/s) y de las velocidades envueltas.

Otto Struve (1952) publicó un artículo visionario en el que proponía que la mejor manera de descubrir un planeta era usando una técnica similar a la empleada para observar estrellas binarias. Determinando los desplazamientos Doppler y la velocidad radial, era posible calcular la masa del planeta, conocida la de la estrella. La gran diferencia en



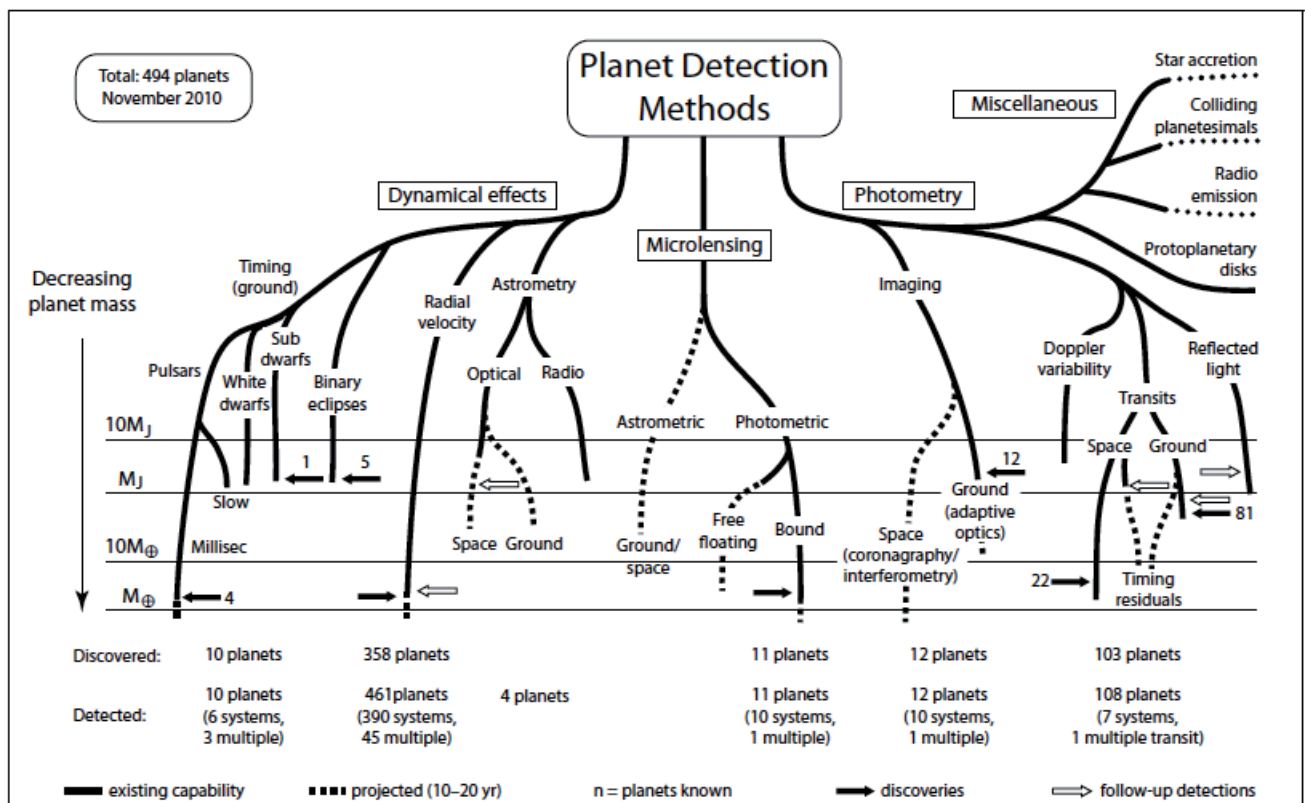


Figura 2.22: Mapa conceptual de los métodos de detección de exoplanetas. La línea discontinua indica que el método está proyectado para ser viable en 10-20 años, mientras que la línea continua indica que existe tecnología capaz de implementarlo. El rango de masas que puede alcanzar cada método también aparece indicado. Es conveniente señalar que este diagrama es del año 2010. Crédito: M. Perryman.

masa entre la estrella y el planeta, hacía que esta técnica fuera un desafío para la tecnología.

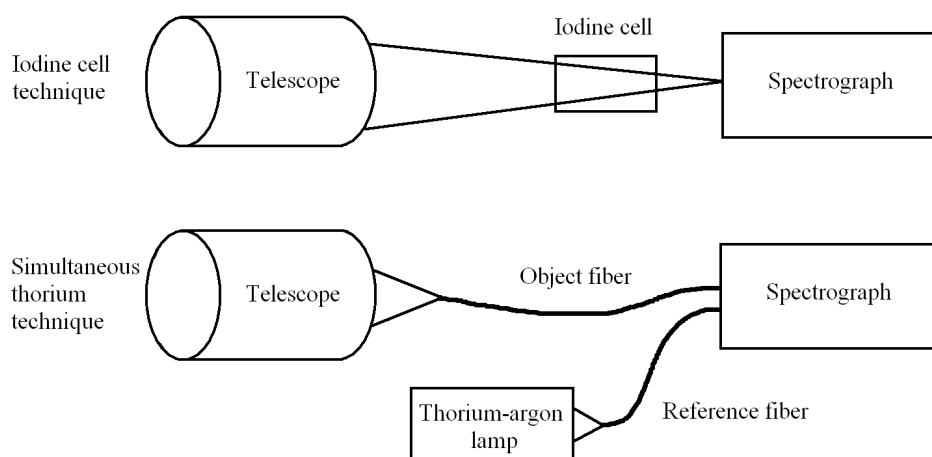
Struve señaló algo impensable entonces: los planetas podían estar más cerca de sus estrellas que en el caso de los planetas del Sistema Solar. Si el planeta tenía un periodo orbital corto, del orden de días, aumentaba mucho la probabilidad de detección. Propuso que incluso se podía determinar el radio del planeta, a través del tránsito del planeta por delante de la estrella, usando la disminución en brillo.

La calibración en longitud de onda fue mejorada con el uso de las líneas telúricas de vapor de agua (Griffin 1973, Griffin & Griffin 1973, Walker 1973), que eliminaba errores causados por los distintos caminos ópticos que seguían el haz de luz de la estrella y la lámpara de calibración. La desventaja que tenía usar líneas telúricas es el limitado rango en el que se encuentran con la intensidad adecuada.

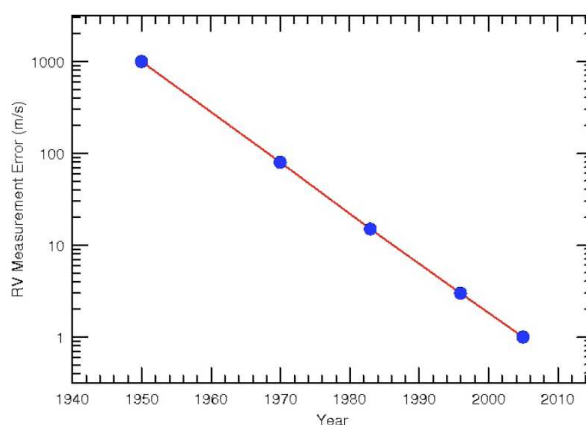
Campbell y Walker (1979) llevaron a cabo la primera búsqueda de planetas extrasolares a partir de velocidad radial en el Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT) con una precisión sin precedentes de 13 m/s. Usaron una célula de gas (de HF) en el camino de la luz antes de dispersarse en el espectrógrafo para superponer sobre el espectro estelar un conjunto de líneas de absorción de longitud de onda conocida, y poder medir así los desplazamientos Doppler. De su muestra de 20 estrellas,  $\gamma$  Cephei, un sistema binario K1 IV, mostraba un periodo de 2.7 años que ellos atribuyeron a un planeta extrasolar. Medidas posteriores mostraron un periodo menor, de 2.5 años, que coincidía con el de la variación de la línea Ca II (8662 Å). Esto hizo que el equipo se retractara de la hipótesis y atribuyera la señal a actividad en la superficie de la estrella. No fue hasta 2002, cuando Hatzes (2003) combinando los datos con los del Observatorio McDonald, demostró que existía el planeta, y que tenía una masa de  $1.25 M_J$  con un periodo de 2.47 años.

Al mismo tiempo, dos grupos en dos continentes distintos, uno liderado por Geoff Marcy y Paul Butler en la San Francisco State University (SFSU) y otro en el Observatorio de Ginebra, liderado por Michel Mayor, comenzaron a perfeccionar estas técnicas en un esfuerzo por alcanzar una precisión confortable para detectar análogos de Júpiter alrededor de otras estrellas, en torno a 10 m/s. Para el equipo del SFSU, la clave fue la sofisticada e intensiva caracterización computerizada con el espectrógrafo Halmilton en el Lick Observatory, usando células de yodo en absorción. La célula de yodo es un estandar en muchos instrumentos de búsqueda de planetas incluyendo HIRES@Keck, HRS@HET, MIKE@Magellan, SARG@TNG y UVES@VLT.

El método del equipo de Ginebra consistía en tomar observaciones simultáneas con una lámpara de un gas para proporcionar un espectro de referencia con líneas de emisión. En 1993 el espectrógrafo ELODIE fue colocado en el 1.93m del Observatorio de Haute-Provence (OHP). ELODIE empleaba una lámpara de emisión de Th-Ar como referencia de longitud de onda. En su implementación práctica, dos fibras ópticas se usan para transferir la luz al espectrógrafo. Frente a la célula de yodo, con el inconveniente del agrupamiento en el visible, entre 500 y 650 nm, haciendo difícil la calibración en longitud de onda para estrellas M, este otro método tiene la ventaja de superponer un gran número de líneas en un rango amplio en el visible y en el nIR. En la Fig. 2.23 se puede ver una comparativa de ambos métodos.



**Figura 2.23:** Comparativa de los tipos de métodos. Crédito: Stephen Udry



**Figura 2.24:** Evolución de la precisión en las medidas de la evolución radial a lo largo del tiempo. Crédito: S. Saar

En 1995 el equipo de Ginebra anunció la detección de un planeta de  $0.5 M_J$  en una órbita de 4.23 días. 51 Peg b tiene una semiamplitud de solo 59 m/s. El grupo de SFSU confirmó la órbita (Marcy & Butler 1995) y anunció en cuestión de meses la detección de planetas orbitando en otras estrellas a las que habían estado haciendo seguimiento, 70 Vir (Marcy & Butler 1996) y 47 UMa (Butler & Marcy 1996).

La órbita de 51 Peg b fue un shock para los cazadores de planetas, que buscaban planetas entre 5 y 10 UA, con periodos del orden de 10 años, a semejanza de Júpiter. Estos descubrimientos marcaron el inicio de una exitosa búsqueda de planetas usando la técnica de la velocidad radial. Supuso también el descubrimiento de una nueva categoría de planeta, inexistente en el Sistema Solar: los *hot Jupiters*, o Júpiteres calientes.

La precisión Doppler ha mejorado desde los 10 m/s de 1995 al 1 m/s de 2005 con HARPS, como puede verse en la figura Fig. 2.24.

Los primeros planetas descubiertos, tenían unas amplitudes de 50-500 m/s. La barrera de los 10 m/s fue alcanzada varias veces entre 2000-2005, y las detecciones entre 2-4 m/s fueron comunes entre 2005-2010. Los primeros instrumentos que hicieron estas

detecciones fueron HIRES@Keck1 con precisión de 1-3 m/s, y HARPS, que alcanza una precisión por debajo de 1 m/s en estrellas brillantes. La próxima generación de espectrógrafos cazaplanetas está siendo comisionada o construida.

Hay dos obstáculos para ir más allá en la precisión en los surveys de velocidad radial, hacia los 10 cm/s necesarios para la detección de verdaderos análogos de la Tierra. La primera es una cuestión instrumental: calibrar la solución en longitud de onda con una precisión un orden de magnitud mejor que la posible previamente. En el caso de la calibración con lámparas de emisión, un límite fundamental es el tiempo de vida y la estabilidad de las lámparas de Thorio-Argon. Una solución prometedora es usar peines láser. Para los instrumentos de célula de absorción, el límite práctico es la habilidad de modelar el sistema, en particular, la función de iluminación de la rendija, el perfil instrumental y la estrella misma. Los progresos se han encaminado principalmente en mejorar las técnicas de modelado que tienen en cuenta la luz scattereada, y en mejorar las técnicas de deconvolución para la adquisición de modelos estelares.

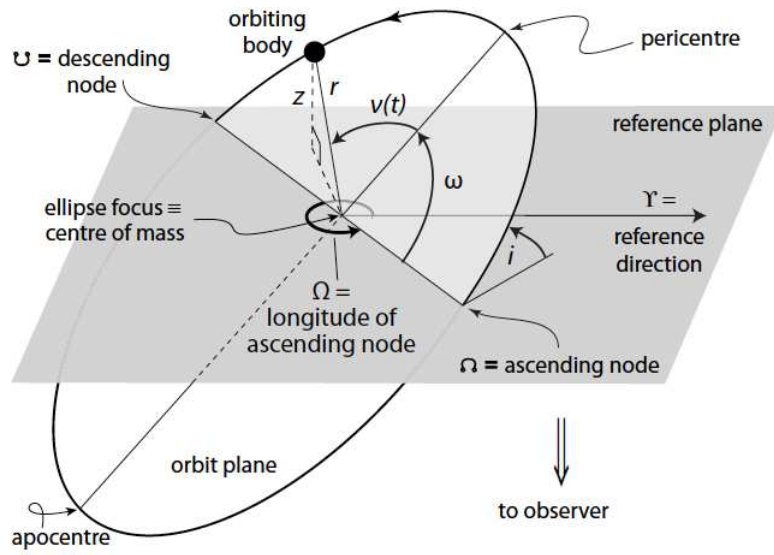
El segundo obstáculo son las propias estrellas y los fenómenos que presentan, tales como oscilaciones estelares, granulación, actividad magnética de largo periodo (ciclos) y de corto (regiones activas, como manchas fotosféricas y/o playas cromosféricas). Todos estos fenómenos son potenciales fuentes de variación de la velocidad radial. En el siguiente capítulo se abordará en profundidad el efecto de estos fenómenos en las velocidades radiales, especialmente la actividad estelar y las diferentes técnicas que se emplean para mitigarlos.

## 2.4.2 Descripción de la técnica

El movimiento orbital de un planeta está dominado por la gravedad, que es una fuerza central conservativa. Esto implica que el momento angular total del sistema se conserva. Como la gravedad es una fuerza que depende del inverso del cuadrado de la distancia, el movimiento de una partícula sigue por lo tanto, una órbita cónica, una elipse en el caso de los planetas y de las estrellas binarias, según la primera ley de Kepler.

Una órbita kepleriana en tres dimensiones (ver Fig. 2.25) está descrita por siete parámetros:  $a$ ,  $e$ ,  $P$ ,  $i$ ,  $\Omega$ ,  $\omega$  y  $T_p$ . Los dos primeros,  $a$  (semieje mayor de la elipse) y  $e$  (excentricidad), especifican el tamaño y forma de la órbita elíptica.  $P$  (periodo orbital) está relacionado con  $a$  y las masas de los componentes a través de la tercera ley de Kepler, mientras que  $t_p$  corresponde a la posición del objeto a lo largo de su órbita en un tiempo de referencia particular, el paso por el periastro. Los tres ángulos,  $i$ ,  $\Omega$ ,  $\omega$ , representan la proyección de la órbita verdadera en la órbita observada (aparente), y dependen únicamente de la orientación del observador con respecto a la órbita. El ángulo  $i$  especifica la inclinación orbital con respecto al plano de referencia, en el rango  $0 < i < 180^\circ$ . El ángulo  $\Omega$  (medido de Norte a Este) es la *longitud del nodo ascendente*, medido en el plano de referencia. Es el nodo donde el objeto medido se mueve alejándose del observador a través del plano de referencia. Y por último,  $\omega$  especifica el *argumento del pericentro*, siendo la coordenada angular del pericentro relativo del objeto a su nodo ascendente, medido en el plano orbital y en la dirección del movimiento.

La coordenada  $z$  a lo largo de la línea de visión, que marca la posición del planeta,



**Figura 2.25:** Una órbita elíptica en tres dimensiones. El plano de referencia es tangente a la esfera celeste. La inclinación del plano orbital viene dada por  $i$ .  $\Omega$  es la longitud del nodo ascendente,  $\omega$  es el argumento del pericentro. La anomalía verdadera,  $\nu(t)$ , es dependiente del tiempo y el ángulo de posición del objeto a lo largo de la órbita. Crédito: M. Perryman.

puede ser determinada a partir de la trigonometría:

$$z = r(t) \sin(\omega + \nu) \sin i \quad (2.6)$$

donde  $r(t)$  es la coordenada radial desde el baricentro,  $\nu$  es la anomalía verdadera (ángulo de posición). La velocidad radial del planeta es obtenida diferenciando esta ecuación con respecto al tiempo.

La primera ley de Kepler puede matemáticamente ser escrita en coordenadas polares:

$$r = \frac{a(1 - e^2)}{1 + e \cos \nu} = \frac{P}{1 + e \cos \nu} \quad (2.7)$$

donde  $r$  y  $\nu$  son las coordenadas radial y angular de la órbita planetaria,  $a$  es el semieje mayor y  $e$  la excentricidad.

Usando la segunda ley de Kepler y las propiedades de la elipse, es posible determinar la velocidad radial como una función de los elementos orbitales (Hilditch, 2001):

$$V_R = K (\cos(\theta + w) + e \cos w) + \gamma \quad (2.8)$$

siendo  $K$  la amplitud de la curva de velocidad radial:

$$K = \frac{2\pi a \sin i}{P\sqrt{1-e^2}} \quad (2.9)$$

donde  $i$  es la inclinación de la órbita,  $w$  es la longitud del periastro, y  $\gamma$  es la velocidad radial del centro de masas del sistema.

Finalmente usando la segunda ley de Newton, y la ley de la gravitación universal, es posible derivar la tercera ley de Kepler, que enlaza el periodo del planeta,  $P$ , con el semieje mayor  $a$ :

$$a^3 = \left(\frac{P}{2\pi}\right)^2 G(M_P + M_*) \quad (2.10)$$

siendo  $M_*$  y  $M_P$  las masas del planeta y la estrella respectivamente,  $G$  la constante de la gravitación. El semieje mayor puede expresarse como  $a = a_P + a_*$ . Usando  $M_P a_P = M_* a_*$ , se determina la siguiente ecuación:

$$\frac{(M_P \sin i)^3}{(M_* + M_P)^2} = \frac{P}{2\pi G} K^3 (1 - e^2)^{3/2} \quad (2.11)$$

La parte izquierda de esta ecuación es llamada la *función de masas* del sistema  $f(m)$ .

El valor de  $M_P$  puede determinarse de los datos de velocidad radial conociendo la masa de la estrella. Esta cantidad  $M_P \sin i$  es denominada masa mínima y da un límite inferior a la masa del planeta, inferida por la técnica de la velocidad radial. Si consideramos que  $M_P \ll M_*$ , la ecuación de la amplitud se convierte, con unas unidades más sencillas en:

$$K = \frac{28.4}{\sqrt{1-e^2}} \frac{M_P \sin i}{M_J} \left(\frac{M_*}{M_\odot}\right)^{-\frac{1}{2}} \left(\frac{a}{AU}\right)^{-\frac{1}{2}} [ms^{-1}] \quad (2.12)$$

De los siete elementos orbitales que describen una órbita en tres dimensiones,  $\Omega$  no puede ser determinada por las medidas de velocidad radial. Tampoco la inclinación. Hay por lo tanto, cinco observables relativos a una órbita kepleriana que pueden ser fijados para cada planeta únicamente con medidas de velocidad radial:  $e$ ,  $P$ ,  $t_p$ ,  $\omega$  y la combinación  $K = f(a, e, P, i)$ .

### 2.4.3 Dificultades y limitaciones de la técnica

A pesar de su alta tasa de éxito en la detección de exoplanetas, la técnica de la velocidad radial presenta algunas desventajas y limitaciones.

En primer lugar, las curvas de velocidad radial solo permiten determinar la masa mínima del planeta, ya que la inclinación entre el plano de la órbita del planeta y el observador no se puede medir directamente, y es conocido únicamente en el caso de los planetas transitantes.

En segundo lugar, la técnica solo es aplicable a estrellas con una velocidad de rotación no muy elevada. La rotación estelar produce un ensanchamiento de las líneas de absorción introduciendo dificultades a la hora de medir la velocidad radial. Observacionalmente las medidas de velocidad radial para estrellas de tipos espectrales más tempranos que F5, son complicadas por tres efectos: un número pequeño de líneas debido a la gran temperatura de la superficie, ensanchamiento rotacional debido a las altas velocidades de rotación, del orden de 100 a 200 km/s para estrellas A, y un gran jitter debido a grandes inhomogeneidades superficiales y pulsación.

Una tercera limitación de la técnica es, que para poder observar planetas con semieje mayor más allá de pocas unidades astronómicas, se necesitan varias décadas de observaciones continuas. Ya se señaló en apartados anteriores que la técnica es más sensible (y más eficiente) a planetas orbitando cerca de la estrella.

Para estrellas de los últimos tipos espectrales la mayor limitación en la determinación de las velocidades radiales son los fenómenos de actividad debidos al campo magnético de las estrellas. La amplitud de la señal puede ser tan grande que llegue a enmascarar la presencia de planetas, e incluso a imitar su comportamiento, dando lugar a falsos positivos. En el siguiente capítulo se abordará en profundidad cómo afecta la actividad estelar en la medida de las velocidades radiales, y las distintas soluciones que se dan a este problema en la actualidad.

Por último, existen también limitaciones en la técnica debidas a limitaciones instrumentales. Para detectar planetas análogos a la Tierra las precisiones en las medidas son del orden de cm/s, un valor en el límite de la precisión de los instrumentos actuales. En el siguiente capítulo se presentarán todas las fuentes de ruido que pueden afectar a la medida de la velocidad radial con precisión.



---

## DetECCIÓN de planetas y actividad estelar

---

*And though a million stars were shining,  
My heart was lost on a distant planet*

MAD ABOUT YOU, STING

La búsqueda de exoplanetas se ha concentrado tradicionalmente en estrellas con niveles muy bajos de actividad. Sin embargo, como ya se mostró en el capítulo anterior, esto introduce importantes sesgos observacionales.

La actividad magnética, y los fenómenos relacionados con ella, son una parte integral de las estrellas con rango espectral FGKM. Los surveys actuales se concentran en este tipo de estrellas, por lo que es crucial comprender los efectos que la actividad introduce en las detecciones de exoplanetas y en la determinación de sus parámetros. El método más propenso a sufrir los efectos de la actividad es la búsqueda por velocidades radiales. Una mancha puede causar variaciones en el perfil de las líneas espectrales que pueden ser confundidas con variaciones de la velocidad radial debida a un compañero planetario.

En este capítulo se presentan las características de las estrellas frías, los fenómenos de actividad que suelen exhibir, y cómo poder determinarlos. Se muestra una visión de conjunto de las distintas señales que potencialmente pueden producir variaciones en la velocidad radial, destacando las de origen estelar debidas a la actividad. Se repasan las soluciones actuales a este problema, incluida la que se utiliza en esta Tesis. Finalmente se presenta el contexto de la llamada interacción estrella-planeta, o SPI.

### 3.1 Actividad solar

---

Durante milenios el hombre ha mirado al Sol desde diferentes puntos de vista. Las civilizaciones primitivas reconocían que la vida en la Tierra dependía del calor y la luz producida por el Sol, y agradecían este hecho dándole un papel principal en sus mitologías. Se consideraba al Sol como un dios, como algo perfecto e invariable. La observación del Sol estaba muy ligada a la astrología y la adivinación.

Durante el Renacimiento, con la invención del telescopio, los estudios del Sol comenzaron a hacer referencia a su realidad física. En el siglo XVII, Harriot, Frabricius,



Scheiner y Galileo observaron que el Sol presentaba manchas en su superficie, puntos oscuros sobre el brillante fondo del disco solar. Sin embargo hasta el siglo XIX no se puso de manifiesto que el Sol presentaba un ciclo de actividad, y que implicaba otra serie de fenómenos además de las manchas.

La naturaleza real de estas manchas no fue explicada hasta 1908, cuando George E. Hale descubrió el campo magnético en las manchas solares, a partir de la observación del desdoblamiento Zeeman de las líneas fotosféricas en el espectro solar (Hale 1908). La actividad solar observada como el número de manchas fue reconocido como un fenómeno cíclico hace 150 años (Wolf 1856, AN 44, 173).

Un atmósfera estelar es la region entre el interior y el medio interestelar, compuesta de distintas capas. La atmósfera solar se compone principalmente de tres capas: la **fotosfera** (disco aparente del Sol), la **cromosfera** y la **corona** (la más externa). Se puede distinguir también una capa de menor espesor, llamada región de transición, situada entre la cromosfera y la corona. Presenta además una capa subfotosférica convectiva que juega un papel fundamental en la actividad solar. A partir del análisis espectroscópico de la fotosfera solar, se ha determinado que el Sol es una estrella enana, de clase de luminosidad V, y tipo espectral G2. Su temperatura efectiva es de 5780 K, por lo que emite la mayor parte de su radiación en el visible.

- **Fotosfera**

Es el disco aparente del Sol, observable en el rango óptico. Tiene unos 300 km de espesor. Presenta un gradiente negativo de temperatura, lo que se manifiesta en el llamado oscurecimiento hacia el limbo. Un efecto observable en la fotosfera es la **granulación** (ver Fig. 3.1). Esta es la manifestación directa de la convección. Los gránulos son células convectivas calientes, y por tanto brillantes, que se elevan en la fotosfera, depositan su energía, se enfrían y descienden por los espacios oscuros intergranulares. Su aparición no está relacionada con el campo magnético.

- **Cromosfera**

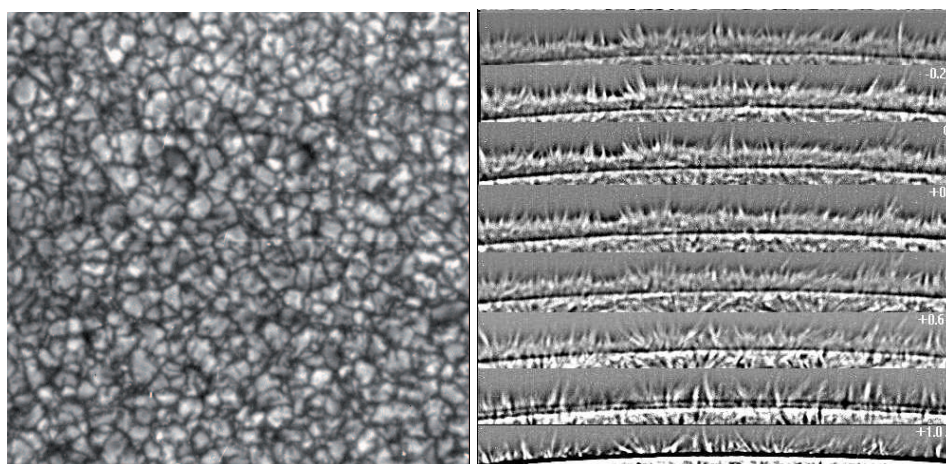
Situada sobre la fotosfera, presenta un color rojizo. Está compuesta por estructuras homogéneas, llamadas **espículas** (ver Fig. 3.1), que son tubos casi verticales de gas cromosférico de unos 700 km de diámetro y 7000 km de altura. La cromosfera posee un gradiente positivo de temperatura, de manera que ésta se incrementa con la altura desde unos 4000 K en la baja cromosfera hasta unos 30000 K en la cromosfera alta. No emite prácticamente radiación en el óptico, pero sí en ciertas líneas, como  $H_\alpha$  y H y K del Ca II.

- **Región de transición**

Es una capa muy delgada (unos 100 km de espesor) en la que el calor se transporta por conducción, de la corona hacia la cromosfera. La temperatura aumenta de manera muy abrupta desde los 25000 K a  $10^6$  K. A estas temperaturas el gas está ionizado, por lo que la emisión se detecta principalmente en el rango ultravioleta.

- **Corona**

Es la parte más externa de la atmósfera solar. Su observación desde tierra sólo es posible en los eclipses solares. Aparece como un débil halo blanquecino alrededor del



**Figura 3.1:** **Izquierda:** Imagen en óptico de la fotosfera. Se puede apreciar el fenómeno de la granulación. **Derecha:** Sucesión de imágenes en  $H\alpha$  de la cromosfera, en las que se puede observar las espículas.

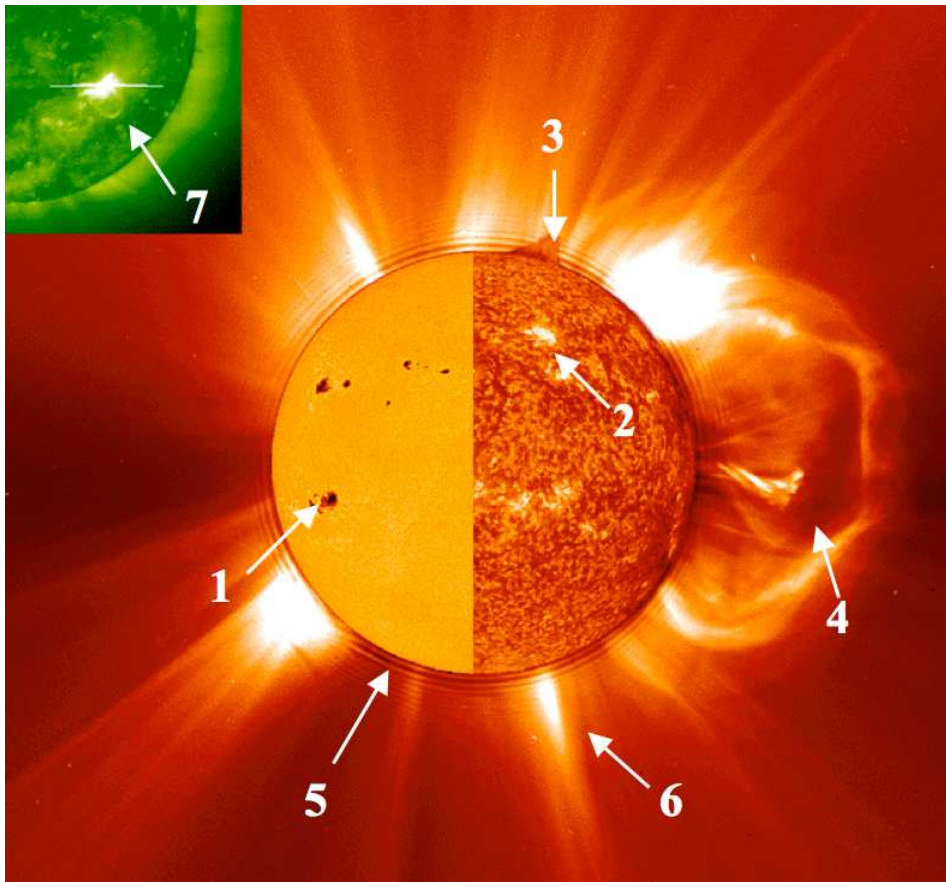
Sol. Emite principalmente en Rayos X. La densidad de esta capa disminuye desde  $10^9 \text{ cm}^{-3}$  en la zona en que está en contacto con la región de transición hasta  $1 \text{ cm}^{-3}$  al perderse en el medio interestelar.

- **Zona subfotosférica**

La zona subfotosférica es una región donde la energía es transportada principalmente por convección. En estrellas de baja masa alcanza grandes profundidades.

Un amplio rango de fenómenos, que se pueden observar en la atmósfera del Sol, se atribuyen a la interacción entre el campo magnético y los movimientos del plasma. Estos fenómenos vistos como un todo, es lo que se conoce como actividad solar o magnética. Se manifiesta de manera diferente en cada capa de la atmósfera solar (ver Fig. 3.2), dándose el caso particular de las fulguraciones, que afectan a toda la atmósfera. A continuación se resumen brevemente dichos fenómenos:

- **Manchas.** Son zonas oscuras de la fotosfera, asociadas con fuertes campos magnéticos, regiones más frías que la temperatura media de la fotosfera, alrededor de unos 1000 K menor. Están causadas por la emersión de los tubos magnéticos a través de la fotosfera, que generan una inhibición de la convección.
- **Fáculas.** Zonas de la fotosfera donde la temperatura es mayor, por lo que aparecen brillantes.
- **Filamentos y protuberancias.** Los filamentos son estructuras alargadas oscuras, vistas sobre el disco solar, que cuando se observan en el limbo se denominan protuberancias. Son nubes de materia densa y fría (material cromosférico) suspendidas magnéticamente en la corona.
- **Playas.** Zonas brillantes de la cromosfera. Suelen estar asociadas a las fáculas y a las manchas fotosféricas, aunque pueden tener áreas mayores.



**Figura 3.2:** Composición mostrando las diferentes capas de la atmósfera solar y los principales fenómenos que ocurren en cada una: 1. Mancha solar (F) 2. Playa (Cr) 3. Protuberancia (Cr) 4. Eyección de masa coronal (Co) 5. Agujero coronal (Co) 6. Flujo en forma de yelmo (Co) 7. Fulguración (imagen en Rayos X). (F indica fotosfera, Cr cromosfera, Co corona).

- **Bucles coronales.** Regiones brillantes en EUV y Rayos X que se observan claramente en las proximidades del limbo. Están asociados a las líneas de campo magnético cerradas.
- **Agujeros coronales.** Se sitúan en los polos y en latitudes medias, y son regiones donde la corona se ve oscura cuando se observa en Rayos X. Están asociados a las líneas de campo magnético abiertas.
- **Flujos con forma de yelmo** (*Helmet streamers*). Estructuras coronales con forma de yelmo, asociadas a las regiones activas. En su base se suelen encontrar los filamentos.
- **Eyecciones de masa coronal.** Son grandes cantidades de gas que junto a las líneas de campo magnético son eyectadas al exterior.
- **Fulguraciones.** Son sin duda el fenómeno más violento y energético de la actividad solar. Consisten en la liberación de una gran cantidad de energía como consecuencia de la reconexión de las líneas del campo magnético.

El origen de toda esta actividad solar se encuentra en la capa subfotosférica convec-

tiva, la rotación estelar y en el consecuente campo magnético. La existencia de esta capa es fundamental para interpretar los fenómenos ligados a la actividad.

## 3.2 Actividad estelar. Estrellas frías

---

El estudio de la actividad solar es la base para entender la actividad en otras estrellas, y viceversa. La actividad estelar es un fenómeno conocido y estudiado desde hace tiempo. Fueron Eberheard y Schwarzschild en 1913, los primeros en detectar la emisión de las líneas H y K de CaII en estrellas. Posteriormente Wilson en 1949 y Bidelman en 1954, realizaron un catálogo de estrellas con emisión en H y K de CaII. Estas líneas se han usado ampliamente para realizar modelos de actividad estelar. Wilson y Bappu (1957), a partir de observaciones de estas líneas encontraron una relación entre la anchura en la base de la línea K y la magnitud V de la estrella, que se conoce como relación de Wilson-Bappu. Fue también Wilson (1978) quien encontró la existencia de ciclos de actividad similares al Sol, a partir del estudio de la variabilidad del flujo en las líneas H y K Ca II. Radick et al. (1998) mostró que las estrellas jóvenes y activas tendían a ser más débiles en la época del máximo del ciclo (cuando la emisión en H y K Ca II era máxima), mientras que otras estrellas más viejas, y también el Sol, tendían a ser más brillantes. Una simple interpretación de este comportamiento es que la variación de largo periodo de las estrellas jóvenes está dominada por manchas, mientras que para estrellas más viejas, está dominada por fáculas.

Se ha encontrado también una relación edad-actividad, según la cual la actividad estelar disminuye con la edad de las estrellas (Wilson 1963). Desde hace años se sabe que las estrellas que presentan la existencia de una zona de convección subfotosférica, están caracterizadas por una actividad magnética similar a la del Sol. Son estrellas de los últimos tipos espectrales, G,K y M, con temperaturas entre 5000-3500 K. Cuanto menor es la temperatura más profunda es la zona de convección y por lo tanto el campo magnético generado por un mecanismo de dinamo (Parker 1970) se ve favorecido e intensificado si además la estrella tiene una elevada velocidad de rotación. Como consecuencia los fenómenos de actividad en estas estrellas pueden presentar una escala mucho mayor que en el Sol. Utilizando técnicas de Doppler imaging se pueden detectar manchas en la fotosfera, que llegan a cubrir hasta un 40 % del disco, mientras que el Sol es menor del 0.2 %. La vida media de estas manchas es mayor, son más frías y pueden situarse en regiones próximas a los polos, al contrario que en el Sol. Las fulguraciones estelares son un fenómeno que ocurre mucho más frecuentemente que en el Sol, y son mucho más energéticas.

### 3.2.1 Indicadores de actividad

Debido a la diferente temperatura a la que se encuentran las capas de la atmósfera y a los fenómenos que se manifiestan en cada una de ellas, se suelen utilizar distintos indicadores de la actividad magnética.

- ULTRAVIOLETA

La presencia de líneas de emisión en esta zona del espectro provoca un aumento



Tabla 3.1: Indicadores de actividad en el UV

Cromosfera	Región de Transición
O I (1305 Å, 1355 Å)	N V (1238 Å, 1242 Å)
Si II (1808 Å, 1817 Å)	Si IV (1349 Å, 1403 Å)
h y k Mg II (2796 Å, 2803 Å)	C IV (1548 Å, 1550 Å)

en la intensidad del continuo. En la Tabla 3.1 se recogen las líneas de emisión más intensas y la capa en la que se producen.

#### • ÓPTICO

- **Ca H & K.** ( 3968.47 Å, 3933.67 Å). Estas líneas se forman por efectos colisionales en la cromosfera media. Su presencia en emisión constituye el criterio más utilizado a la hora de clasificar una estrella como activa.
- **Líneas de la serie de Balmer H I.** Se forman en la cromosfera media.
  - \* **H $\alpha$**  (6562.8 Å). Se encuentra en la zona roja del espectro, donde el flujo de las estrellas frías es mayor. Se presenta en absorción cuando la estrella no posee niveles de actividad apreciables. En estrellas K y M muy activas aparece en emisión, denominándose a estas estrellas dKe y dMe. Su formación está controlada por fotoionización o por colisiones, dependiendo de la densidad y temperatura en la región de formación de la línea. Un cambio en la densidad electrónica puede influir en el comportamiento de la línea, pudiendo pasar de absorción a emisión fácilmente. Por tanto la ausencia de H $\alpha$  en emisión no es indicativo de falta de actividad.
  - \* **H $\beta$**  (4861.32 Å). Su comportamiento es similar al de H $\alpha$ , pero en general menos intenso. También suele presentar un llenado de la línea de absorción. Su presencia en emisión está relacionada con la existencia de fulguraciones. El cociente entre las anchuras equivalentes de H $\alpha$  y H $\beta$  se utiliza como indicativo de la presencia de protuberancias o playas.
  - \* **H $\delta$**  (4101.76 Å) y **H $\gamma$**  ( 4340.46 Å). Presentan características similares a H $\beta$ , apareciendo en llenado o en emisión en estrellas activas.
  - \* **H $\epsilon$**  Generalmente aparece solapada a la línea H de Ca II, por lo que su estudio es complicado.
- **Triplete de Mg I b.** (5167.33 Å, 5172.68 Å, 5183.61 Å). Se forman en la baja cromosfera, en la región de mínima temperatura. Sirven como indicador de actividad fotosférica.
- **Triplete He I D $_3$ .** (5875.618 Å, 5875.650 Å, 5875.989 Å). Sus componentes están tan juntas que sin una resolución muy alta no se pueden distinguir. Se forman en la cromosfera alta. Puede aparecer en emisión durante las fulguraciones.
- **Doblete Na I D $_2$ .** (5889.95 Å, 5895.92 Å). Se forman en la baja cromosfera, estando controladas por efectos colisionales por lo que presentan alas muy desarrolladas. Aparecen en emisión reversa o en llenado en las fulguraciones.

#### • INFRAROJO

Las líneas más utilizadas son las del triplete del Ca II (8498.018 Å, 8542.089 Å,

8662.140 Å). Se forman en la cromosfera baja por efectos colisionales. Si existe actividad, al cambiar las condiciones en los alrededores de su zona de formación, la función fuente también cambia, produciéndose las emisiones en el centro de las líneas.

### 3.3 Efectos de la actividad estelar en la detección de exoplanetas

---

La actividad estelar puede inducir variaciones en la velocidad radial que pueden enmascarar e incluso imitar la señal de un compañero planetario. Este es uno de los motivos por lo que los surveys de búsqueda de planetas han ignorado o evitado durante mucho tiempo las estrellas más activas, especialmente las estrellas jóvenes. El parámetro limitante para encontrar planetas en presencia de actividad es el ratio entre la amplitud de la señal planetaria y la señal de la actividad. Cuanto mayor sea el nivel de actividad de la estrella, mayor será la contaminación de esta señal en la velocidad radial, por lo que la búsqueda de planetas con amplitudes pequeñas, como los planetas tipo Tierra (0.09 m/s), será complicada. La señal planetaria se puede ahogar sumergida en un mar de ruidos. Es necesario conocer el efecto de los distintos fenómenos ligados a la actividad estelar en la velocidad radial, para poder discriminar la señal planetaria del resto.

*Jitter* es un término general que engloba un número desconocido de características que pueden considerarse como ruido, que en el fondo refleja una falta de conocimiento de la física de la estrella así como una posible subestimación del ruido del instrumento. Las fuentes de jitter estelar tienen escalas de tiempo diferentes, que van desde **minutos** (oscilaciones estelares, granulación), **días** (supergranulación, regiones activas, fenómenos de interacción estrella-planeta) a **años** (ciclos de actividad magnética). Incluso una componente estocástica, como es el caso de las fulguraciones.

Dado que la mayoría de las búsquedas de planetas extrasolares se han focalizado en estrellas de tipo solar, son numerosas también las investigaciones sobre el efecto de la actividad solar en la detección de exoplanetas (Lagrange et al 2010, Meunier et al. 2010, Meunier & Lagrange 2013). Estas investigaciones se han centrado principalmente en el efecto de las manchas fotosféricas y las playas cromosféricas, pero no son las únicas fuentes de origen estelar que pueden contaminar la velocidad radial. El jitter o señal de ruido estelar es el resultado de tres tipos de perturbación producidos por fenómenos físicos diferentes: oscilaciones, granulación y actividad magnética. En este apartado se presentarán las principales señales estelares contaminantes, clasificadas por su escala temporal. En la Tabla 3.2 se resumen estas señales, su escala temporal y su amplitud estimada.

#### 3.3.1 Señales de minutos a horas

##### 3.3.1.1 Oscilaciones estelares

Las ondas de presión, llamadas modos-p, se propagan por la superficie de las estrellas de tipo solar dando lugar a la contracción y expansión de las capas exteriores de la estrella, en una escala de tiempos menor de 15 minutos para estrellas GKM (de 5 a 15 minutos para el Sol) (Broomhall et al. 2009, Schrijver & Zwann 2000). Aunque la amplitud típica de

**Tabla 3.2:** Principales fenómenos que producen variaciones en la velocidad radial, su escala temporal y la amplitud de la señal

Fenómeno	Escala temporal	Amplitud
Oscilaciones	15 minutos	Pocos m/s
Granulación	15 minutos	Pocos m/s
Fulguraciones	Horas	500 m/s-fulguraciones intensas, resto-10 m/s
Supergranulación	2 días	Pocos m/s
Regiones activas	Periodo de la estrella	m/s (estrellas jóvenes cientos m/s)
SPMI	Periodo de la estrella, periodo sinódico	Cientos de m/s
Ciclos magnéticos	Años	20 m/s

un modo es de pocas decenas de cm/s, la interferencia de varios modos con frecuencias cercanas, puede introducir variaciones no despreciables en la velocidad radial, del orden de 1 m/s, dependiendo del tipo espectral y del estado evolutivo de la estrella (Dumusque et al. 2011, Bouchy & Carrier 2003, Bedding & Kjeldsen 2003, 2007, Schrijver & Zwann 2000).

Dada la escala de tiempo de las oscilaciones, la señal se puede promediar de manera sencilla, incrementando el tiempo de exposición. El periodo de estas oscilaciones decrece cuando vamos de tipos espectrales G a M, así como su amplitud. Observar estrellas de los últimos tipos espectrales implica menor contribución de las oscilaciones y un tiempo de exposición más corto para promediarlas (ver figura Fig. 3.3).

Las frecuencias de las oscilaciones varían con la raíz cuadrada de la densidad estelar media, mientras que las amplitudes en la velocidad radial lo hacen con el ratio luminosidad/masa. Como consecuencia los periodos de las oscilaciones son grandes hacia tipos de estrellas más tempranas, mientras que también aumentan cuando la estrella evoluciona hacia la fase de gigante. Las amplitudes en la velocidad radial, por tanto, aumentan para estrellas de los primeros tipos.

### 3.3.1.2 Granulación

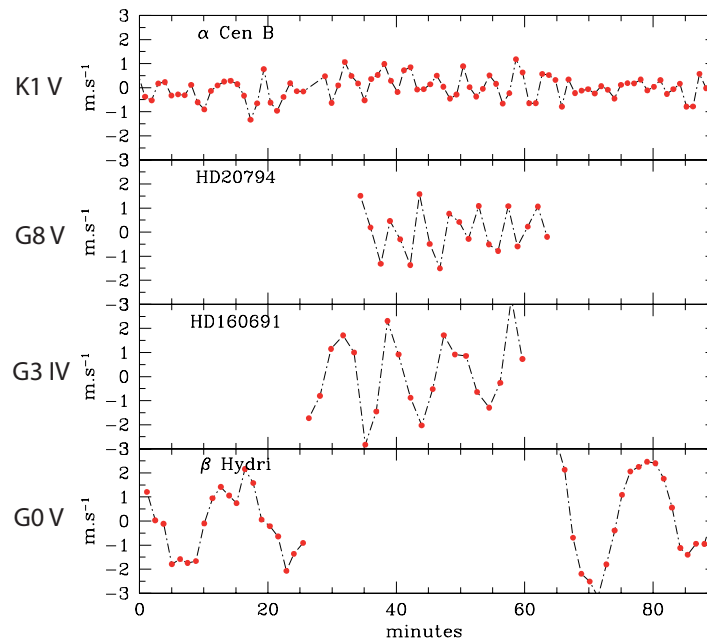
Este fenómeno afecta a las medidas espectroscópicas y fotométricas en escalas de tiempo del orden de minutos. El tamaño típico de un gránulo es del orden de 2000 km. La granulación tiene una escala de tiempo en torno a 20 minutos, el tiempo de vida medio de un gránulo (Del Moro et al. 2004, Title et al. 1989). La señal neta que introduce cuando se integra a lo largo de todo el disco estelar tiene una amplitud del orden de m/s.

Algunos autores sugieren observar varias veces por noche el mismo objeto, espaciando las observaciones entre sí el mayor tiempo posible. El promedio de las observaciones por noche ayuda a reducir el jitter inducido por granulación.

## 3.3.2 Señales de días

### 3.3.2.1 Supergranulación

En una escala de mayor tamaño del patrón convectivo está la supergranulación, con unas dimensiones en promedio de 30 000 km. La supergranulación fue descubierta en el Sol



**Figura 3.3:** Valores de velocidad radial mostrando la amplitud y el periodo de modos-p para estrellas de distintos tipos espectrales, ordenados de arriba a abajo de más tardío a más temprano.

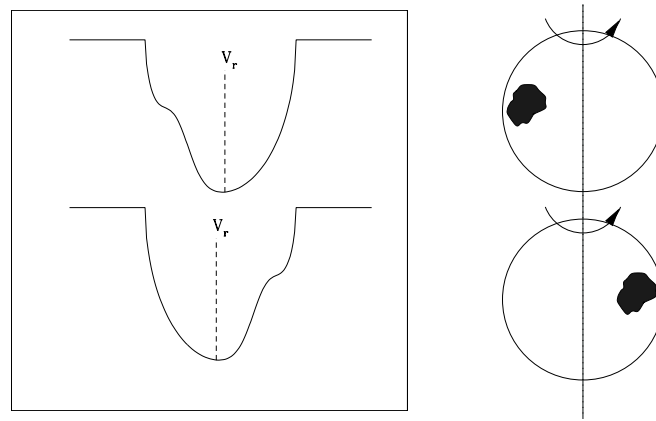
por Hart (1954). Los supergránulos tienen un tiempo de vida medio de 2 días (Del Moro et al. 2004, De Rosa et al. 2002). De igual manera que en el caso de la granulación, al integrar para todo el disco estelar, la señal es del orden de m/s de amplitud.

### 3.3.2.2 Actividad con modulación rotacional

En escalas de tiempo similares al periodo de rotación de la estrella, los fenómenos asociados a la actividad que más afectan a la medida de la velocidad radial son las manchas y playas estelares. Una mancha o una playa, en la superficie de la estrella puede introducir variaciones en la velocidad radial conforme cruza el disco estelar (Saar&Donahue 1997, Wright 2005, Desort et al. 2007, Queloz et al. 2009, Lagrange et al. 2010a, Dumusque et al. 2011c, Boisse et al. 2012). Debido a la rotación estelar y al efecto Doppler, la mitad del disco de la estrella tendrá una velocidad radial positiva comparada con la media, mientras que la otra mitad del disco tendrá una velocidad radial negativa. Si una mancha o una playa, respectivamente más oscura o más brillante que la superficie estelar promedio, está presente en uno de los lados del disco, el balance de velocidad se romperá. Al desplazarse la mancha o la playa por la superficie estelar por la rotación, se introducirá una variación en la velocidad radial con el periodo de rotación de la estrella (ver Fig. 3.4). Una playa induce mayor ruido cuando se encuentra en el limbo, puesto que es más brillante (Meunier et al. 2010, Unruh et al. 1999). Las manchas dominan el jitter estelar para estrellas con rápida rotación porque la distorsión aumenta con  $v \sin i$ . El jitter por playas puede dominar para lentos rotadores.

Las propiedades de las regiones activas varían ampliamente de una estrella a otra, dependiendo de los niveles de actividad, que dependen a su vez de la edad para un tipo espectral dado. Las características de la variación en la velocidad radial debida al





**Figura 3.4:** Ilustración del efecto de una mancha en la forma de una línea espectral, o equivalentemente de la CCF. El efecto está exagerado para que se vea más claro. Crédito: tomado de Santos et al. 2008

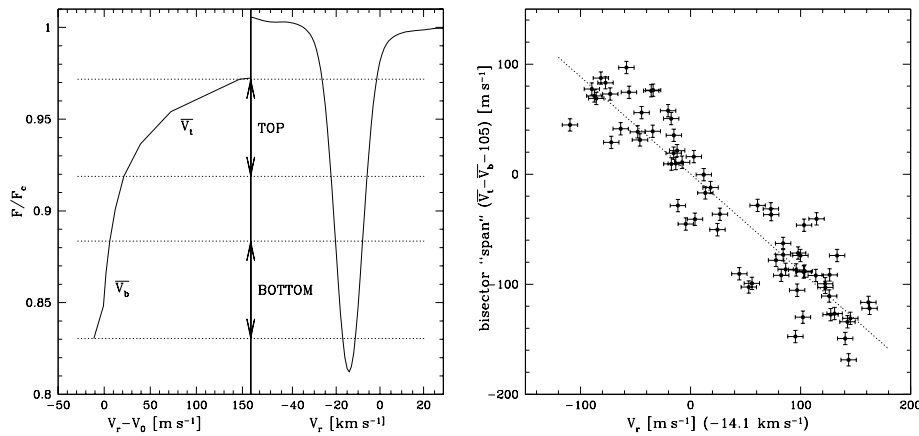
ruido estelar dependen de al menos cuatro factores: el área de la superficie de la estrella cubierta por manchas y por playas, el periodo de rotación estelar, la  $v \sin i$  y el tiempo de vida medio de las regiones activas.

Algunos indicadores sensibles a la actividad estelar son muy útiles para ayudar a discriminar sobre la naturaleza de la variación en la velocidad radial: el bisector para estudiar la asimetría del perfil de las líneas, el índice  $\log R'_{HK}$ , la FWHM de la función de correlación cruzada (CCF), otros índices de actividad como  $H\alpha$  y la fotometría.

- **Análisis de la asimetría de las líneas espectrales**

Una variación en la velocidad radial puede estar producida por un desplazamiento de las líneas espectrales o por una distorsión de las mismas. La convección y las regiones activas introducen asimetrías en el perfil de las líneas espectrales. Sin embargo, los planetas causan desplazamiento del perfil de la línea, y no tienen efecto sobre su forma general.

Para analizar la asimetría del perfil de la línea se utilizan varios parámetros que tienen como base el cálculo del bisector. Toner & Gray (1988) definían el **bisector** como el punto medio del segmento horizontal que abarca el ancho del perfil, a lo largo de distintas profundidades. En la literatura existen diferentes parámetros que convierten esta serie de puntos en un único valor para cuantificar la asimetría. Gray & Hatzes (1997) calculaban la **curvatura del bisector**, a partir del incremento de velocidad entre la zona más alta del perfil (*top*) y de la zona más baja (*bottom*). Una versión mejorada fue propuesta por Queloz et al. (2001) definiendo otro parámetro, el *Bisector Inverse Slope*, **BIS**, definido como el incremento de la velocidad entre el promedio de las partes *top* y *bottom* del bisector:  $BIS = V_t - V_b$  (ver figura Fig. 3.5). Posteriormente, Boisse et al. 2011 sugirió un nuevo parámetro para mejorar la precisión del bisector, el  $V_{span}$ . Consiste en el ajuste de un perfil gaussiano a las zonas *top* y *bottom* del perfil, en lugar de calcular el punto medio del segmento horizontal. El  $V_{span}$  es definido como la diferencia entre estas dos velocidades. En la literatura se pueden encontrar todavía otras dos definiciones para cuantificar la asimetría:  $V_{asy}$  (Figueira et al. 2013), que calcula la diferencia entre la información espectral del ala roja y del ala azul de la línea, y  $W_{span}$  (Santerne et al. 2015), que ajusta un



**Figura 3.5:** Izquierda: BIS de una línea espectral se define como la diferencia entre los promedios  $V_t$  (top) y  $V_b$  (bottom). Derecha: BIS vs velocidad radial, para la estrella HD 166435. La anti-correlación está indicando que la variación en la velocidad radial es debida a actividad estelar. Crédito: tomado de Queloz et al. 2001

perfil gaussiano a las alas roja y azul del perfil de la línea y calcula la diferencia de velocidades.

Estos parámetros se podrían medir en las líneas estelares de manera individual, pero para mejorar la precisión se suelen medir en el perfil promediado obtenido determinando la función de correlación cruzada, CCF. La correlación entre el BIS y la velocidad radial es usada como diagnóstico para discriminar la naturaleza de la variación de la velocidad radial. La anti-correlación entre ambos parámetros se ha utilizado mucho en la literatura como signo de variación de la velocidad radial debida a actividad. Algunos autores usan esta correlación para eliminar la señal debida al jitter estelar (Boisse et al. 2009). Sin embargo es una técnica que presenta múltiples debilidades y limitaciones. Este método solo puede usarse en estrellas que tengan  $v \sin i$  por encima de la resolución del espectrógrafo, por lo que presenta problemas para lentos rotadores. También es muy dependiente de la configuración de manchas, y presenta problemas cuando la estrella tiene múltiples regiones activas.

- **Correlación entre fotometría, velocidad radial e índices de actividad**

Son varios los parámetros que se pueden correlacionar con la fotometría con un desplazamiento en fase que depende de la configuración de manchas, la inclinación y la latitud de la/s mancha/s. La variabilidad fotométrica y los índices de actividad cromosféricos están anti-correlacionados para una mancha, y correlacionados para una playa. La dificultad estriba en tener medidas espectroscópicas y fotométricas simultáneas o contemporáneas.

La fotometría puede ser clave para discriminar si los periodos encontrados en la velocidad radial tienen una naturaleza estelar o planetaria, puesto que nos permite tener una estimación del periodo de rotación de la estrella.

- **Correlación de la velocidad radial con los índices de actividad**

Dado que los índices de actividad deberían mostrar periodos de variación similares al periodo rotacional de la estrella, pueden servir como discriminante para la naturaleza de la variación en la velocidad radial.

En presencia de una mancha, la velocidad radial como función de los índices de actividad, dibujaría un patrón en forma de diamante en el espacio de parámetros RV-índice. Este patrón se ha observado en el caso de GJ 674 (Bonfils et al. 2007) utilizando los índices  $H\alpha$  y H y K Ca II, y en GJ 176 (Forveille et al. 2008).

### 3.3.2.3 *Interacción magnética estrella-planeta (SPMI)*

Algunas estrellas con planetas tipo Júpiter en órbitas muy cercanas, presentan fenómenos debidos a la interacción de los campos magnéticos del planeta y de la estrella. Desde un incremento en la emisión cromosférica y coronal, hasta fulguraciones sincronizadas con el movimiento del planeta, o la presencia de longitudes activas en la superficie de la estrella. Los fenómenos de SPMI pueden estar modulados por dos periodos: el periodo orbital del planeta, y principalmente, el periodo sinódico del sistema. En la sección Sect. 3.6 se profundizará en la naturaleza de estos fenómenos y en sus características.

En estrellas muy activas, la señal inducida en la actividad debida a fenómenos de SPMI puede ser no despreciable. En el capítulo 5 se muestra que para el caso de BD+20 1790, la amplitud de esta señal llega a ser del orden de 300 m/s.

## 3.3.3 Señales de días a años

### 3.3.3.1 *Ciclos de actividad*

Un ciclo de actividad se caracteriza por una época de mínimo donde apenas hay regiones activas pudiendo incluso desaparecer completamente, y por una época de máximo, donde se produce el mayor número de regiones activas. Los ciclos de actividad magnética pueden inducir variaciones fotométricas y espectroscópicas. Algunos autores usan la correlación de la velocidad radial con el índice H y K del Ca II, para corregir una variación de largo periodo inducida en la velocidad radial (Meunier & Lagrange 2013, Dumusque et al. 2011c, 2012).

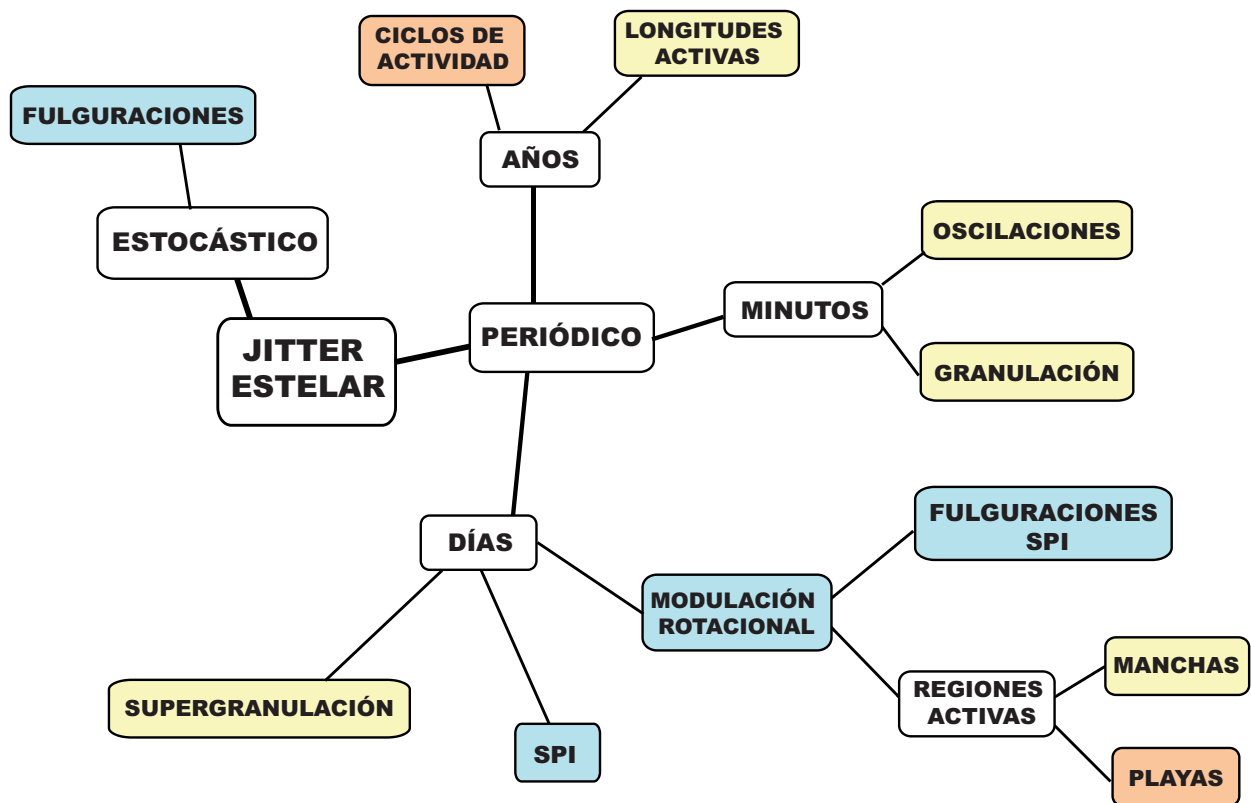
Makarov et al. (2009) recomienda conocer con antelación el ciclo de actividad de las estrellas que se seleccionen para búsquedas planetarias, para observarlas en los periodos de menor actividad.

### 3.3.3.2 *Longitudes activas*

Algunas estrellas presentan longitudes activas, zonas en las que las regiones activas parecen tener preferencia por regenerarse. La existencia de una longitud activa en una estrella indica que sobre la superficie de esa estrella va a existir de manera prácticamente permanente una mancha. El jitter producido por manchas vinculadas a longitudes activas tendría una escala temporal mayor que el periodo de rotación estelar (Lanza 2013).

## 3.3.4 Otras señales: ruido estocástico debido a fulguraciones

El efecto de las fulguraciones puede ser un problema cuando se busquen planetas alrededor de estrellas M, en función de la intensidad de la fulguración. Fulguraciones muy



**Figura 3.6:** Mapa conceptual de las fuentes del jitter estelar. Los recuadros coloreados indican la capa o capas de la atmósfera de la estrella envueltas: amarillo para la fotosfera, naranja para la cromosfera y azul para toda la atmósfera. Crédito: M. Hernán-Obispo.

intensas pueden llegar a introducir un jitter en la velocidad radial mayor de 500 m/s, en la fase impulsiva, y alrededor de 50 m/s en la de decaimiento (Reiners 2009). Aunque las observaciones en estrellas con velocidad de rotación baja sugieren que para fulguraciones moderadas, las medidas de velocidad radial están afectadas del orden de 10 m/s, no está claro si esto es cierto para estrellas con rotación moderada y rápida rotación (Barnes et al. 2014).

Ya que el fenómeno es puramente estocástico, es imposible poder eliminar su efecto mediante ajustes ni correlaciones. Se han identificado periodicidades en muy pocas estrellas (Pillitteri et al 2011, 2013, 2015, Hernán-Obispo et al. 2015) vinculadas a fenómenos de interacción estrella-planeta (SPI).

Las fulguraciones muy intensas son fácilmente identificables en los datos. Algunos autores (Reiners 2009, Robertson et al. 2014, Hernán-Obispo et al. 2015) recomiendan desechar los espectros que presenten una fulguración de este tipo a la hora de determinar las velocidades radiales.

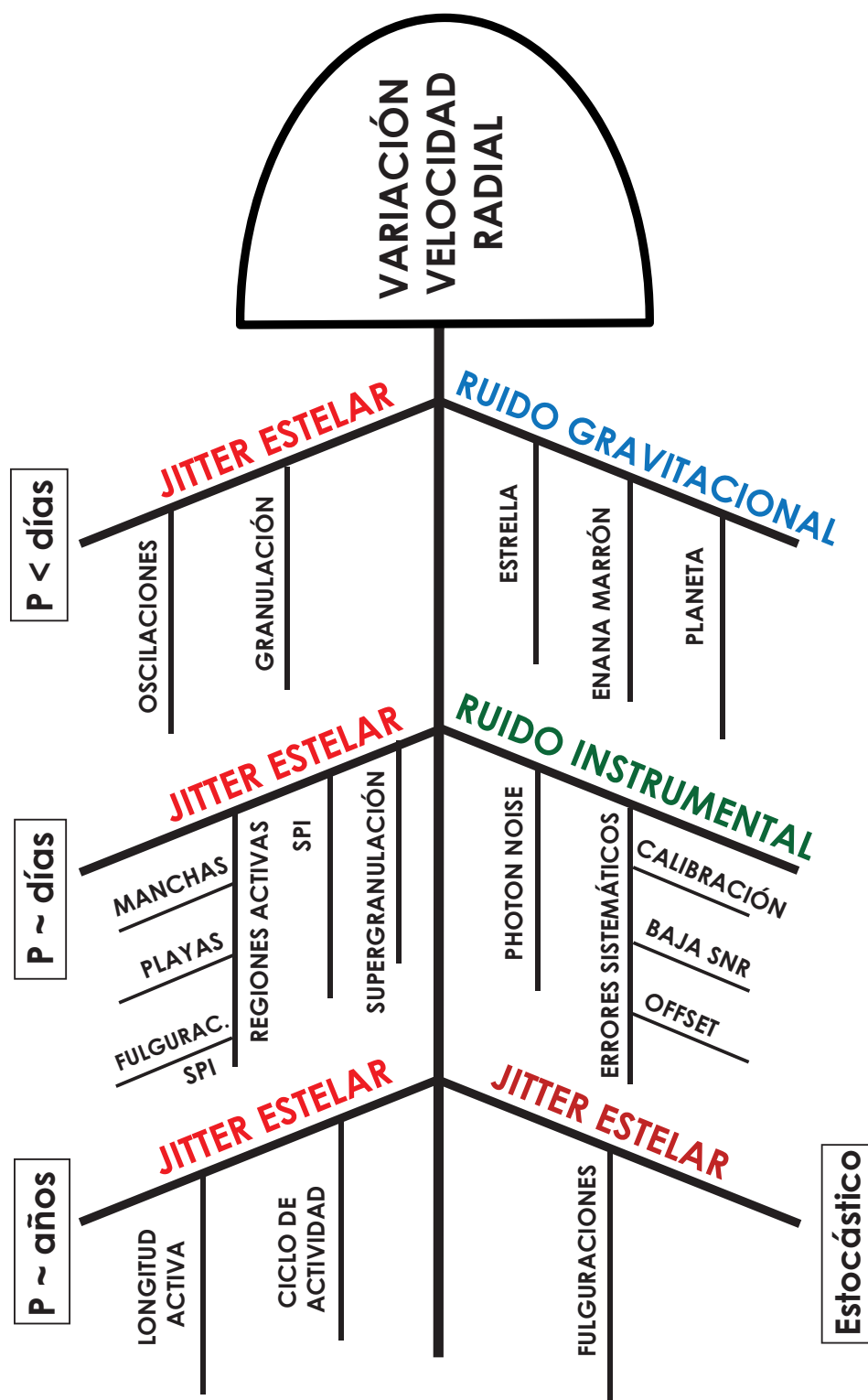
En Hernán-Obispo et al. (2015) se muestra que las fulguraciones pueden afectar al BIS de la función de CCF. Se puede apreciar una gran dispersión en los valores del BIS de los datos que están afectados por una fulguración. Este efecto se detalla en el capítulo 5, y debería tenerse en cuenta a la hora de aplicar algún tipo de análisis como los descritos en la Sect. 3.4.2.2. a estrellas muy activas con fulguraciones intensa.

### 3.3.5 Otros factores que provocan variación en la velocidad radial

Además de todos los fenómenos detallados en la sección anterior, y que aparecen resumidos en el mapa conceptual presentado en la figura Fig. 3.6, hay otra serie de factores que pueden hacer variar a la velocidad radial y que no están ligados al jitter estelar.

En la figura Fig. 3.7 se muestra un diagrama de Ishikawa, o diagrama causa-efecto (también llamado diagrama de espina de pez por su forma), que recopila todos los factores que pueden hacer variar a la velocidad radial. Este diagrama se utiliza por primera vez en la literatura en este campo de investigación. A lo largo de una línea horizontal van naciendo distintas ramas oblicuas (espinas) que representarían las distintas causas que son fuente de variación de la velocidad radial.

Las espinas con las contribuciones del jitter estelar tienen señalada la escala de tiempo temporal, distinguiendo entre señales con periodo del orden de minutos, días o años, y también jitter estocástico. Cabe destacar que las contribuciones de la SPI y de las fulguraciones relacionadas con SPI como fuentes de ruido en las velocidades radiales se presentan por primera vez en la literatura en esta Tesis. Otra de las espinas señala que la velocidad radial puede variar también debido al ruido instrumental. Errores a la hora de realizar las observaciones, como un error de guiado o problemas en la estabilidad del detector, cambios en el *setup* (como por ejemplo la resolución al cambiar el tamaño de la rendija) entre campañas o noches de observación que pueden implicar desplazamientos (offsets) entre los datos, una calibración en longitud de onda con poca precisión, así como una baja SNR en los datos, pueden introducir errores en la velocidad radial. El *photon noise* es un efecto intrínseco de la luz y la única manera de reducirlo es incrementando



**Figura 3.7:** Diagrama de Ishikawa (causa-efecto) de las variaciones de la velocidad radial y sus posibles fuentes. Crédito: M. Hernán-Obispo.

el tiempo de exposición, para promediar el número de fotones detectados. En la espina correspondiente al ruido gravitacional, se indica que la presencia de un compañero de masa estelar (uno o más), o sub-estelar, como una enana marrón o un planeta, hace variar a la velocidad radial.

Este diagrama se utiliza como punto de partida para buscar las fuentes de ruido en los dos artículos que se presentan en esta Tesis, y también para recopilar los resultados tras los distintos análisis.

### 3.4 Soluciones al problema de la actividad en las velocidades radiales

Son numerosas las técnicas que se han propuesto en la literatura para reducir el impacto de la perturbación por actividad estelar en la velocidad radial. En este apartado se hace un repaso de cada una de ellas, incluida la que se presenta en el capítulo 5 de esta Tesis. Se presenta un resumen de todas estas técnicas y sus inconvenientes/debilidades en las Fig. 3.8, Fig. 3.9, Fig. 3.10 y Fig. 3.11.

#### 3.4.1 Evitar las estrellas activas

Esta solución se ha empleado durante mucho tiempo en los programas de búsqueda exoplanetaria, usando como criterio la velocidad de rotación o los indicadores de actividad como  $\log R'_{HK}$ . Las estrellas poco rotadoras y viejas tienen niveles de actividad más bajos que las estrellas jóvenes y con alta velocidad de rotación. Sin embargo, como ya se ha comentado en secciones anteriores, este criterio introduce un importante sesgo en el espacio de parámetros. La detección de planetas alrededor de estrellas activas jóvenes es necesaria para poder comprender las teorías de formación y evolución de los sistemas planetarios.

Este criterio no es válido para los surveys de búsqueda de planetas por tránsitos, puesto que se observan miles de estrellas simultáneamente, sin conocer su nivel de actividad.

#### 3.4.2 Término de jitter en cuadratura al error de la velocidad radial

Las primeras aproximaciones que se hicieron al problema del jitter estelar consistían en introducir un término de jitter en cuadratura al error de las velocidades radiales, antes de buscar señales planetarias. Wright (2005) propone unas relaciones empíricas para estimar la magnitud de este jitter a partir del nivel de actividad y B-V, calibrado para 450 estrellas del California Carnegie Planet Search, pero esta relación está lejos de ajustar adecuadamente. Posteriormente Isaacson & Fischer (2011) determinaron los niveles de actividad cromosféricos para una muestra más amplia del mismo survey, 2500 estrellas, y compararon con el error de sus variaciones en velocidad radial.

El problema de este método es que trata a la señal de actividad como si fuera independiente, y con una distribución de ruido gaussiano. La señal de actividad inducida en



la velocidad radial surge de la evolución de las regiones activas, y por tanto están correlacionadas en el tiempo, son casi periódicas y no estacionarias. El impacto de la variabilidad de la actividad inducida en la velocidad radial será generalmente mucho mayor que un jitter aleatorio para una misma amplitud media.

En el caso de estrellas de los tipos espectrales más fríos, cuyo máximo en la emisión está hacia longitudes de onda rojas, el jitter está subestimado al determinarlo por el índice  $\log R'_{HK}$ .

Extrapolar un jitter fijo determinado para una estrella sin planetas (a priori) para cualquier estrella con planetas, de su mismo tipo espectral, estaría obviando además los posibles fenómenos de SPML.

### 3.4.3 Estrategias observacionales

Se basa en optimizar la estrategia observacional para muestrear correctamente las señales y encontrar formas de corregirlas. La señal de las oscilaciones se puede promediar con tiempos de exposición de 15 minutos. Con tiempos mayores no se mejora el proceso de eliminar estas señales significativamente. Las contribuciones principales en la granulación son a escalas de tiempo mayores. Tomando 3 medidas por noche, espaciadas unas 2 horas entre sí, y promediando posteriormente esas medidas por noche, se mitigaría la señal de la granulación.

Cuando se considera la actividad con modulación rotacional (debida a playas o manchas), la estrategia observacional diseñada para las oscilaciones+granulación no es óptima, porque no se cubre correctamente el periodo de rotación de una estrella problema. Algunas estrellas tienen periodos de rotación en torno a 1 mes (estrellas tipo FG). La estrategia propuesta es observar cada 3 días, con lo que la actividad estaría muestreada. El acumular un gran número de puntos por ciclo de rotación debería permitir promediar eficientemente el ruido estelar.

Esta técnica presenta varias dificultades o limitaciones: no sería válida para estrellas con periodos de rotación menores de tres días, requiere muchísimo tiempo de telescopio en una misma época de observación y además es difícil diseñar una estrategia que promedie todas las señales de actividad, ya que tienen distintas escalas temporales.

### 3.4.4 Corrección usando correlaciones con indicadores de actividad

La correlación entre la velocidad radial y el BIS se puede utilizar para corregir la señal inducida por actividad en las medidas de la velocidad radial (Boisse et al. 2009, Melo et al. 2007). Sin embargo, la relación entre ambos parámetros no siempre es estrecha, se rompe en multitud de escenarios. Para estrellas poco rotadoras, con  $v \sin i$  por debajo de la resolución del espectrógrafo, los BIS no se pueden determinar. Si la estrella tiene múltiples manchas (que pueden compensarse entre sí) puede ocurrir que el BIS no las detecte. Una baja SNR convierte a los BIS medidos en un diagnóstico poco realista de la asimetría del perfil de las líneas. Este método requiere además un buen muestreado de los puntos para resolver la contribución de las manchas.



Saar & Fischer (2000) corrigen la señal de la actividad inducida utilizando correlaciones del triplete del Calcio y la velocidad radial. Las correcciones son fiables cuando los niveles de actividad de la estrella comienzan a ser altos, debido al ruido introducido por la manchas, que se convierten en la fuente dominante de ruido.

Otros autores ajustan un término lineal con la correlación entre la velocidad radial y algún indicador de actividad, como FWHM, el índice S, o el índice  $\log R'_{HK}$  (Isaacson & Fischer 2010, Meunier et al. 2013, Boisse et al. 2011, Dumusque et al. 2011, Aigrain et al. 2012, Pont et al. 2011).

### 3.4.5 Análisis de la velocidad radial

Otros métodos como el *pre-whitening* (Queloz et al. 2009), el **análisis de Fourier** (Hatzes et al. 2010) y la **descomposición en armónicos** (Boisse et al. 2011), se basan en el análisis de los datos de la velocidad radial con el objetivo de identificar señales espúreas debidas a la actividad, permitiéndolo eliminarlas en algún grado.

La actividad estelar puede inducir una señal con el periodo rotacional de la estrella y sus armónicos. Algunos autores (Boisse et al. 2011, Dumusque et al. 2012) ajustan señales sinusoidales fijando el periodo al de rotación de la estrella y sus armónicos, para tener en cuenta la señal de la actividad. Una de las dificultades de la técnica es que requiere conocer a priori el periodo de rotación de la estrella, y falla cuando el periodo orbital del supuesto planeta es similar al periodo de rotación estelar. Esta técnica no está optimizada para estrellas moderadamente activas, para las que hay numerosas regiones activas cubriendo la superficie.

El análisis de Fourier y el *pre-whitening* hacen un análisis de frecuencias en la velocidad radial para determinar y eliminar las señales de actividad. Estos métodos suponen que cualquier señal es coherente, de largo tiempo de vida y con forma sinusoidal. Se localiza el pico más alto en el espectro de potencias y se ajusta una función sinusoidal. Esta operación se aplica a los residuos para eliminar la siguiente señal, hasta que se alcanza el nivel de ruido. Las señales encontradas son rechazadas si correlacionan con el periodo de rotación de la estrella, o con alguno de los indicadores de actividad (BIS, FWHM, etc.) Solo las señales no correlacionadas son asociadas con la señal del posible planeta. Estas técnicas necesitan que el muestreado de los datos sea regular. No son válidas para datos con muestreado irregular (puntos aislados, campañas con distinta duración y distinto número de observaciones por noche, etc.)

Un último método basado en el análisis de la velocidad radial es el software **ClearASIL** (Moulds et al. 2013). El objetivo de este método es eliminar la señal de la actividad en los propios espectros, antes de medir las velocidades radiales. Utiliza espectros con alta SNR para aislar y quitar las características de actividad directamente en ellos. Funciona siempre que la  $v \sin i$  este en el rango  $10 < v \sin i < 50$  km/s, para poder resolver las manchas en los perfiles de las líneas y medir la velocidad radial con precisión. No requiere conocimiento previo del periodo de rotación de la estrella, o datos con alta resolución temporal en el muestreado. Esto hace a esta técnica complementaria a la de la descomposición en armónicos y al análisis de Fourier, que sí que tienen estas limitaciones. Sin embargo no es válida para estrellas muy activas ni para lentos rotadores. Otra limitación de esta técnica

es la necesidad de datos con alta SNR, por lo que es más apropiada para objetos brillantes que débiles.

### 3.4.6 Modelado de regiones activas

Las curvas de luz tomadas con telescopios espaciales, como MOST, CoRoT o Kepler, permiten calcular las longitudes de las regiones activas y sus áreas, trazando su evolución a lo largo de rotaciones sucesivas. Esta información puede usarse para modelarlas y poder determinar la perturbación inducida por la actividad en la velocidad radial. La principal limitación que tiene esta técnica es la falta de simultaneidad entre las curvas de luz y los datos de velocidad radial, tomados generalmente en épocas diferentes. Otra de las grandes dificultades que presenta es la degeneración: muchas distribuciones de manchas con una amplia variedad de número y parámetros (contraste, área, etc.), ajustan bien los datos.

Una manera de solventar el problema de la degeneración es utilizando el método de la **máxima entropía, ME**, que Lanza, Bonomo & Rodono (2007) implementaron con datos del Sol. Lanza et al. (2011) realiza un modelado de las regiones activas empleando este método. El modelo considera que las regiones activas tienen el mismo contraste y propiedades que las del Sol. Las manchas se suponen cerca del ecuador. Este método puede reducir el efecto de la actividad inducida en la velocidad radial en un factor de 2 a 10.

Otra forma de modelar las regiones activas es usando un software diseñado para este fin. **SOAP** (Spot Oscillation And Planet) es un programa que simula las modulaciones en la fotometría, la velocidad radial y la forma de las líneas inducida por una o más manchas oscuras (y también regiones brillantes, como playas), en una superficie estelar. El código fue ampliado y mejorado por Oshagh et al. (2013), **SOAP-T**, que implementa una ley cuadrática para el oscurecimiento hacia el limbo. Una nueva versión ha sido publicada recientemente por Dumusque et al. (2014), **SOAP 2.0**. Considera el efecto de las playas brillantes en el limbo, una ley cuadrática para el oscurecimiento hacia el limbo, y un contraste más realista entre manchas y playas. Una de las limitaciones de este software es que el espectro de la playa se supone igual al de la mancha. A primer orden esto podría considerarse, ya que el efecto más importante es la inhibición de la convección dentro de la mancha o de la playa debido al fuerte campo magnético. Sin embargo la temperatura en una playa es miles de grados mayor que la de una mancha. Además, los resultados de SOAP 2.0 están basados en observaciones de la fotosfera solar quiescente. Hay que ser cautelosos al aplicar el programa en estrellas de otros tipos espectrales, sobre todo en estrellas mucho más activas que el Sol.

### 3.4.7 Modelos de ruido rojo para ajustar la velocidad radial

Los métodos estadísticos tradicionales suponen que los errores en la medida son estadísticamente independientes, no están correlacionados. Sus periodogramas muestran el mismo nivel medio, son casi planos, por lo que a este tipo de ruido se le llama “ruido blanco”, *white noise*. Sin embargo, la actividad estelar introduce una mezcla aleatoria de señales que se comporta en conjunto como “ruido rojo”, *red noise*, un ruido que está

correlacionado, no es gaussiano y no es estacionario. El ruido en las observaciones fotométricas de tránsitos planetarios es rutinariamente rojo (Pont et al. 2006). En el caso de la velocidad radial, una gran fracción de la variabilidad inducida puede ser filtrada de las velocidades al tener en cuenta correlaciones intrínsecas con indicadores de actividad. En la práctica esto significa que el ruido en la velocidad radial no es puramente blanco, tiene una importante componente de ruido rojo, incluso para estrellas que no son muy activas (Baluev 2013, Tuomi et al. 2013 a,b, Feroz & Hobson 2014).

El ruido rojo puede generar falsas periodicidades que pueden ser detectadas de manera errónea por algoritmos estadísticos de ruido blanco. El método para modelar este ruido rojo emplea algoritmos de máxima verosimilitud y un modelo extendido para la estructura del ruido. Este trata al ruido rojo como un proceso gaussiano aleatorio con una función de correlación exponencialmente decreciente. Sin embargo, el problema que plantea este método es si el ruido rojo puede llegar a absorber alguna señal real en la velocidad radial que no sea debida a actividad.

### 3.4.8 Usar la fotometría para estimar la señal de la velocidad radial

A partir de una curva de luz bien muestreada es posible simular las variaciones de la velocidad radial, sin conocer el periodo de rotación. Como usa la curva de luz y su primera derivada, este método se conoce como **método FF'** (Aigrain et al. 2012). El razonamiento tras el método no puede ser extendido a múltiples manchas, ya que la relación directa entre la velocidad radial de cada mancha y la curva de luz se rompe. Por lo tanto, el método FF' será más efectivo cuando una sola región activa domine el hemisferio visible. Cuando existan múltiples regiones presentes estaremos haciendo una aproximación a primer orden. A pesar de su simplicidad este método da resultados que son equivalentes a otras aproximaciones más sofisticadas (como el método ME de Lanza et al. 2011). Sin embargo ignora el oscurecimiento hacia el limbo, y la expresión usada para calcular la señal de velocidad es precisa solo a primer orden cuando hay múltiples manchas en la superficie.

En un artículo posterior, Haywood et al. (2014) implementó un paso previo al método FF', usando **procesos gaussianos** en la fotometría. Determina la velocidad radial con el método FF' y además la corrige usando la función de covarianza que tiene la misma estructura en frecuencias que la de la curva de luz. El problema que presenta esta técnica es que los procesos gaussianos son muy flexibles, incluso aunque se fijen los parámetros, y que no se sabe hasta que punto el ruido rojo tiene las mismas propiedades en la fotometría que en la velocidad radial.

### 3.4.9 Esta Tesis

En el capítulo 5 de esta Tesis se presenta un nuevo método para eliminar la contribución del jitter estelar. Las dos contribuciones con origen estelar encontradas en los datos de velocidad radial se consideran como un segundo y tercer cuerpo en el sistema, haciendo un ajuste kepleriano con esos periodos. El análisis bayesiano simultáneo de los índices de actividad permite discriminar si las señales encontradas en la velocidad radial son puramente estelares o no. En la literatura existe una aproximación similar pero con una filosofía distinta de la que se plantea en esta Tesis. Bonfils et al. (2007) y Forveille et al.

(2008) realizan dos ajustes keplerianos a los datos de velocidad radial, considerando, en un primer momento, que las dos señales encontradas en el periodograma son de origen planetario. Al eliminar la primera señal encuentran el segundo periodo también en los datos de actividad, y es entonces cuando abandonan la idea de un segundo objeto de masa planetaria en el sistema. Estos autores no emplean el análisis bayesiano en sus estudios, y tampoco realizan un análisis simultáneo con los indicadores de la actividad, sino posterior.

La ventaja de nuestra técnica frente a otras, como el análisis de Fourier o el *pre-whitening*, es que se puede aplicar a datos con muestreado irregular (puntos aislados, muestras de datos de épocas diferentes, campañas de datos de distinta duración, etc).

La ventaja de realizar un estudio simultáneo de los índices de actividad y de la velocidad radial medidos en los mismo espectros frente a otras técnicas, como las que emplean modelado de regiones activas para corregir la señal (SOAP, SOAP 2.0, ME) es que se utilizan las regiones activas reales que existen sobre la superficie de la estrella, en lugar de regiones activas sintéticas que precisan de varias aproximaciones que van introduciendo posibles errores en los resultados.

Como se muestra en el capítulo 5 de esta Tesis, los BIS pueden estar altamente contaminados por fulguraciones en estrellas muy activas. Al representar los BIS frente a los distintos indicadores de actividad, mostramos que hay una gran dispersión para los datos que están afectados por una fulguración. Este efecto se muestra por primera vez en la literatura en esta Tesis. Por tanto, para estrellas muy activas con fulguraciones muy intensas o con una alta tasa de ocurrencia de fulguraciones (ambas situaciones concurren en BD+20 1790), es bastante cuestionable la fiabilidad de la técnica que utiliza la correlación entre la velocidad radial y los BIS. Nuestra técnica no presenta esa dificultad.

Frente a las técnicas que ajustan un término de jitter fijo en cuadratura al error de la velocidad radial, nuestra técnica tiene la ventaja de contemplar la posible evolución de las regiones activas de unas épocas a otras, al dejar el jitter como un término libre .

Por último nuestra técnica rompe una lanza a favor de incluir las estrellas activas en los surveys de búsqueda de planetas extrasolares.

En el capítulo 5 de esta Tesis se muestra una descripción de la técnica y la aplicación al caso de BD+20 1790.

### 3.5 Interacción estrella-planeta: SPI

---

Los planetas recorren su órbita en torno a su estrella embebidos en el campo magnético estelar. Se podría esperar no solo la influencia de la estrella sobre el planeta (evaporación y fuerte irradiación, sincronización y circularización de la órbita, etc), sino también algún tipo de impacto en la estrella debido a la presencia del planeta, en analogía a lo que se observa en las estrellas binarias, en particular para los planetas gigantes en órbitas cercanas.

Es bien conocido que las estrellas binarias son más activas que las estrellas aisladas

TECNICA	INCONVENIENTES O DEBILIDADES	REFERENCIAS
<b>ANÁLISIS EN LA VELOCIDAD RADIAL</b>		
<b>DESCOMPOSICIÓN EN ARMÓNICOS</b>	<ul style="list-style-type: none"> <li>• no optimizada para enanas moderadamente activas, con muchas regiones activas en la superficie</li> <li>• requiere conocer muy bien el periodo de rotación de la estrella</li> <li>• falla cuando el periodo de la estrella y el de rotación del planeta son muy próximos</li> <li>• aplicable solo a fragmentos de datos, ya que las regiones activas evolucionan con las sucesivas rotaciones de la estrella</li> </ul>	Boisse 2011 Queloz 2009 Dumusque 2012
<b>ANÁLISIS DE FOURIER</b>	<ul style="list-style-type: none"> <li>• buen muestreo de los puntos de RV</li> <li>• larga serie de tiempo para incrementar la probabilidad de encontrar señales débiles</li> <li>• necesita conocer el periodo de rotación de la estrella</li> </ul>	Hatzes 2010
<b>PRE-WHITENING</b>	<ul style="list-style-type: none"> <li>• necesita conocer el periodo de rotación de la estrella</li> <li>• buen muestreo de los puntos, no es válida para datos muestreado irregular (puntos aislados, campañas con distinta duración y distinto número de observaciones por noche, etc.)</li> </ul>	Queloz 2009
<b>ClearASIL</b>	<ul style="list-style-type: none"> <li>• <math>v_{\text{ sini}} &gt; 10 \text{ km/s}</math> y <math>v_{\text{ sini}} &lt; 50 \text{ km/s}</math></li> <li>• para estrellas muy activas no funciona</li> <li>• alta SNR</li> <li>• estrellas brillantes</li> </ul>	Moulds et al. 2013

**Figura 3.8:** Resumen de las técnicas de las soluciones actuales para reducir el impacto de la actividad en la medida de las velocidades radiales. En la segunda columna están detalladas las limitaciones o debilidades de cada técnica. Parte 1/4.



CORREGIR LA SEÑAL USANDO MODELADO DE REGIONES ACTIVAS		
SOAP	<ul style="list-style-type: none"><li>•</li></ul>	Boisse et al. 2011
SOAP 2.0	<ul style="list-style-type: none"><li>• el espectro de una playa es considerado igual al de una mancha, siendo su T miles de K mayor</li><li>• aplicar con cuidado a estrellas de tipo espectral diferente al del Sol</li></ul>	Dumusque et al. 2015
MÁXIMA ENTROPÍA	<ul style="list-style-type: none"><li>• falta de simultaneidad entre las medidas fotométricas de los telescopios espaciales y las de RV de HARPS</li><li>• demasiadas curvas de luz en un mismo campo para que sea computacionalmente óptima al aplicar simultáneamente a todas</li><li>• conocimiento detallado a priori de la estrella, periodo de rotación</li><li>• los modelos de mancha están muy degenerados: los datos se ajustan con muchas distribuciones de manchas diferentes, tamaños</li></ul>	Lanza et al. 2011
USAR LA FOTOMETRÍA PARA ESTIMAR LA SEÑAL EN LA VELOCIDAD RADIAL		
MÉTODO FF'	<ul style="list-style-type: none"><li>• requiere fotometría con telescopios espaciales</li><li>• una configuración determinada de manchas puede no dar señal en la fotometría pero sí en la RV</li><li>• no tiene en cuenta el oscurecimiento hacia el limbo ni considera el efecto de las fáculas</li><li>• no vale para múltiples manchas</li></ul>	Aigrain et al. 2012

Figura 3.9: Resumen de las técnicas de las soluciones actuales para reducir el impacto de la actividad en la medida de las velocidades radiales. En la segunda columna están detalladas las limitaciones o debilidades de cada técnica. Parte 2/4.

<b>MÉTODO FF' + PROCESOS GAUSSIANOS</b>	<ul style="list-style-type: none"><li>• los procesos Gaussianos son muy flexibles, incluso cuando los parámetros están bien fijados</li><li>• el ruido rojo en fotometría y en RV no debe porqué tener las mismas propiedades</li></ul>	Haywood et al. 2014
<b>CORREGIR LA VELOCIDAD RADIAL USANDO CORRELACIONES CON INDICADORES DE ACTIVIDAD</b>		
<b>FWHM DE LA CCF</b>		Aigrain 2012, Pont 2013
<b>CORRELACIÓN BIS -RV</b>	<ul style="list-style-type: none"><li>• para lentos rotadores no se puede calcular BIS</li><li>• baja SNR los BIS son un diagnóstico poco realista</li><li>• Muchas manchas por la superficie no las detectaría el BIS</li><li>• Parece funcionar mejor para estrellas más activas que el Sol</li><li>• altamente dependiente de la distribución de manchas y de la inclinación estelar</li></ul>	Boisse 2009, Melo 2007
<b>INDICE S - RV</b>		Isaacson&Fisher 2010
<b>CaT - RV</b>		Saar&Fisher 2000

**Figura 3.10:** Resumen de las técnicas de las soluciones actuales para reducir el impacto de la actividad en la medida de las velocidades radiales. En la segunda columna están detalladas las limitaciones o debilidades de cada técnica. Parte 3/4.

OTROS MÉTODOS		
ESTRATEGIA OBSERVACIONAL	<ul style="list-style-type: none"><li>• falla para estrellas con periodo de rotación menor de 3 días</li><li>• requiere muchísimo tiempo de telescopio</li><li>• es difícil promediar todas las señales de actividad</li></ul>	Dumusque 2011a
AJUSTAR MODELOS DE RUIDO ROJO ("RED NOISE")	<ul style="list-style-type: none"><li>• necesita acumular grandes series temporales de RV antes de que los parámetros de correlación del ruido lleguen a ajustarse</li><li>• Tuomi et al. se apoyan en el uso de BIS, que tienen las mismas limitaciones que se han señalado antes, y en el índice S, que para estrellas muy frías no es el mejor indicador, porque el máximo de emisión está el rojo</li></ul>	Feroz & Hobson 2014  Tuomi 2013 a, b Baluev 2014
EXCLUIR A LAS ESTRELLAS ACTIVAS	<ul style="list-style-type: none"><li>• solo vale para RV, porque en los surveys fotométricos no se puede hacer</li><li>• estamos introduciendo un sesgo importante en el espacio de parámetros</li></ul>	
AJUSTAR UN TÉRMINO DE JITTER EN CUADRATURA AL ERROR DE LA RV	<ul style="list-style-type: none"><li>• no tiene en cuenta la evolución de las regiones activas a lo largo del tiempo, y que no sean estacionarias</li><li>• generaliza para un mismo tipo espectral el jitter</li></ul>	Santos 2000 Wright 2005

**Figura 3.11:** Resumen de las técnicas de las soluciones actuales para reducir el impacto de la actividad en la medida de las velocidades radiales. En la segunda columna están detalladas las limitaciones o debilidades de cada técnica. Parte 4/4.



de igual tipo espectral y edad (Glebocki et al. 1986, Ayres & Linsky 1980). En la extensa literatura sobre el tema se muestra importante actividad coronal y cromosférica (Siarkowski et al. 1996, Ferreira 1998), y una intensa actividad debida a fulguraciones, que tiene lugar incluso en el espacio interbinario, y en algunos casos ocurriendo durante el paso por el periastro (Graffagnino et al. 1995, Massi et al. 2002, Massi et al. 2008, Salter et al. 2010). Fulguraciones con modulación rotacional se han encontrado en varios sistemas (García-Álvarez et al. 2003, Doyle et al. 1990).

Los posibles efectos que un planeta gigante en órbita cercana genera en su estrella, llamados genéricamente interacciones estrella-planeta (SPI), son actualmente un campo de debate que da lugar a muchas preguntas actualmente sin contestar. Por analogía con lo encontrado en las estrellas binarias, Cuntz et al. (2000), propuso que la SPI podía ser de dos clases: efectos de marea e interacción magnética. En el desarrollo de este área de investigación se añadió una tercera clase de SPI debida a la interacción de material evaporado del planeta que podría formar estructuras tipo cola cometaria y flujos de material acretando sobre la superficie estelar (Lanza 2014, Matsakos et al. 2015).

La interacción por efecto de mareas, puede aumentar los movimientos turbulentos en la fotosfera, causando que los bucles coroneales se enreden por los movimientos de sus puntos de anclaje en la fotosfera, pudiendo desencadenar fulguraciones.

El escenario de la interacción magnética tiene varias variantes. Puede existir una interacción magnética debida a la reconexión de las líneas de campo de la estrella y el planeta (Lanza 2008, 2009). Otra variante presentada por Cohen et al. (2009) es que la mera presencia del planeta puede obstaculizar el flujo del viento coronal, y puede alterar la topología del campo al ser modificada ésta por la superposición de los campos magnéticos estelar y planetario, haciendo que líneas de campo que normalmente deberían estar abiertas aparezcan cerradas. Una tercera variante de interacción magnética propone un escenario similar a la interacción de Júpiter con su satélite Io. Júpiter muestra actividad en forma de auroras causadas por tubos de flujo magnético que conectan con las regiones polares de Júpiter.

Se han llevado a cabo esfuerzos observacionales para identificar y caracterizar rasgos de SPI, incluyendo exploraciones en todos los rangos de longitud de onda, desde el radio (Zarka et al. 2007, Griesmeier et al. 2007, Hallinan et al. 2013), a los rayos X (Poppenhaeger et al. 2010, 2011, Kashyap et al. 2008, Pilliteri et al. 2011), pasando por el UV (Shkolnik 2013) al rango óptico, pero con resultados diferentes y en ocasiones incompatibles.

Shkolnik et al. (2003) aportó la primera prueba de actividad cromosférica modulada con el periodo orbital más que con el fotométrico para HD 179949. Shkolnik et al. (2003, 2005, 2008) y Walker et al. (2008) relacionan la modulación de las líneas H y K del Ca II con el periodo orbital con la existencia de manchas calientes en la cromosfera correlacionadas con el movimiento del planeta, para los sistemas  $\nu$  And, HD 189733, HD 179949 y  $\tau$  Boo. También ha sido sugerido por Shkolnik et al. (2008) que la SPI puede tener ciclos e incluso oscilar entre estados de *on* y *off*. Modelos teóricos para intentar explicar la aparición de estas manchas calientes cromosféricas han sido propuestos por McIvor et al. (2006), Preusse et al. (2006) y Lanza (2008).

SPI fotosférica ha sido sugerida por Walker et al. (2008), Pagano et al. (2009), Lanza (2009, 2011), basada en los flujos fotométricos modulados con el periodo orbital o con el periodo sinódico del sistema estrella+planeta. En el régimen de los rayos X, los estudios estadísticos sobre una posible correlación entre la emisión en rayos X de las estrellas vs. los parámetros orbitales de sus planetas (como el semieje mayor y la masa), han tenido resultados controvertidos. Kashyap et al. (2008) sugiere que las estrellas con planetas en órbitas muy cercanas son más activas que las estrellas con planetas distantes. Por el contrario Poppenhaeger et al. (2010) and Poppenhaeger et al. (2011) no encuentra ninguna correlación entre la actividad estelar y la masa o el semieje mayor. De manera teórica, Cohen et al. (2009) han demostrado la relación por simulaciones MHD, mostrando que la SPI debería aumentar la luminosidad en rayos X.

Canto Martins et al. (2011) y Krejčová & Budaj (2012) extienden a la cromosfera estos estudios estadísticos de una posible dependencia de la actividad estelar con el semieje mayor y la masa. Mientras que Canto Martins et al. (2011) no detecta una diferencia en la emisión de las estrellas de tipo espectral tardío con y sin planetas, Krejčová & Budaj (2012) encuentra pruebas estadísticas significativas de que la emisión cromosférica aumenta con ambos parámetros, la masa y el inverso del semieje. Esto sugiere que los planetas masivos en órbitas cercanas pueden afectar al nivel de actividad cromosférico de su estrella albergadora.

El material evaporado de la atmósfera del planeta por la acción de la intensa radiación de la estrella, puede condensarse en forma de material tipo protuberancias en la corona (Lanza 2009), que podría ser detectado por los mismos métodos que los empleados en el estudio de las protuberancias estelares (Collier Cameron & Robinson 1989a, b).

Algunos autores sugieren un exceso de actividad por fulguraciones en fase con la rotación del planeta (Shkolnik et al. 2008, Pillitteri et al. 2011, 2014, 2015). A partir de observaciones en rayos X de HD 189733 Pillitteri et al. (2010, 2011, 2014) detectó fulguraciones que ocurren en una fase similar en 3 épocas diferentes. Estas observaciones sugieren una conexión entre la frecuencia de fulguraciones y la fase orbital del planeta. Pillitteri et al. (2011) propone que las fulguraciones podrían surgir de una región activa que está situada en una localización bien definida en la superficie estelar.

Un review reciente de Lanza (2014) recopila las preguntas abiertas en ese campo y los modelos teóricos desarrollados para explicar los diferentes resultados observacionales.



---

# Evidence of a massive planet candidate orbiting the young active K5V star BD+20 1790

---

*There is a star in the sky  
guiding my way with its light*

WAITING FOR THE NIGHT, DEPECHE MODE

M. Hernán-Obispo<sup>1</sup>, M.C. Gálvez-Ortiz<sup>2</sup>, G. Anglada-Escudé<sup>3,4</sup>, S.R. Kane<sup>5</sup>, J.R. Barnes<sup>2</sup>,  
E. de Castro<sup>1</sup>, and M. Cornide<sup>1</sup>

<sup>1</sup> Dpto. de Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera, Facultad de Física, Universidad Complutense de Madrid, Avda. Complutense s/n, E-28040, Madrid, Spain

<sup>2</sup> Centre for Astrophysics Research, Science & Technology Research Institute, University of Hertfordshire, College Lane, Hatfield, Hertfordshire AL10 9AB, UK

<sup>3</sup> Department of Terrestrial Magnetism, Carnegie Institution of Washington, 5241 Broad Branch Road, NW, Washington, DC 20015-1305, USA

<sup>4</sup> Departament d'Astronomia i Meteorologia. Universitat de Barcelona, Martí i Franqués 1, Barcelona, 08028. Spain

<sup>5</sup> NASA Exoplanet Science Institute, Caltech, MS 100-22, 770 South Wilson Avenue, Pasadena, CA 91125, USA

## Abstract

---

*Context.* BD+20 1790 is a young active, metal-rich, late-type K5Ve star. We have undertaken a study of stellar activity and kinematics for this star over the past few years. Previous results show a high level of stellar activity, with the presence of prominence-like structures, spots on the surface, and strong flare events, despite the moderate rotational velocity of the star. In addition, radial velocity variations with a semi-amplitude of up to  $1 \text{ km s}^{-1}$  were detected.

*Aims.* We investigate the nature of these radial velocity variations, in order to determine whether they are due to stellar activity or the reflex motion of the star induced by a companion.

*Methods.* We have analysed high-resolution echelle spectra by measuring stellar activity indicators and computing radial velocity (RV) and bisector velocity spans. Two-band photometry was also obtained to produce the light curve and determine the photometric period.

*Results.* Based upon the analysis of the bisector velocity span, as well as spectroscopic indices of chromospheric indicators, Ca II H & K, H $\alpha$ , and taking the photometric analysis into account, we report that the best explanation for the RV variation is the presence of a substellar companion. The Keplerian fit of the RV data yields a solution for a close-in massive planet with an orbital period of 7.78 days. The presence of the close-in massive planet could also be an interpretation for the high level of stellar activity detected. Since the RV data are not part of a planet search programme, we can consider our results as a serendipitous evidence of a planetary companion. To date, this is the youngest main sequence star for which a planetary candidate has been reported.

**Keywords:** stars: activity — stars: late-type — stars: individual (BD+20 1790) — stars: planetary systems

## 4.1 Introduction

Since the detection of the first planet orbiting a main sequence star, 51 Peg (Mayor & Queloz 1995), the radial velocity (RV) method has become the most successful technique for detecting exoplanets because the vast majority have thus far been discovered in this way (Udry & Santos 2007). This method is especially efficient for giant planets in close-in orbits owing to the high radial velocities they induce in the host star. The use of the RV technique to detect exoplanets around young and active stars requires, in addition, a careful characterization of stellar activity. An active region on the stellar surface can produce changes in the shape of the spectral lines, thus inducing a subsequent temporal variation of the RVs that may mimic a planetary reflex motion with a period equal to the rotational period of the star (Saar & Donahue 1997). Some cases of false planetary detections are provided by Queloz et al. (2001), Bouvier et al. (2007), Huerta et al. (2008), and Huélamo et al. (2008). Thus the challenge in using the RV technique to detect young planets lies in disentangling the increased levels of stellar activity of young stars from the RV signals of the planets.

There is an absence of planets detected around stars younger than 100 Myr (Setiawan et al. 2007, Setiawan et al. 2008). Most RV searches for planetary companions have focused mainly on stars older than 1 Gyr. Young stars have been omitted from RV surveys until recently. Nevertheless, there has been strong effort by several groups to target young objects in their RV searches of planetary companions. For example, surveys are being carried out to focus on both nearby associations of young stars and moving groups with ages ranging 10–500 Myr. Examples of this include  $\beta$  Pic (12 Myr), UMa association (300 Myr), Pleiades (100 Myr), IC 2391 (35 Myr), Hyades (700 Myr), Taurus association (2 Myr), ChaI (2 Myr), TWA (10 Myr) (Paulson et al. 2004, Paulson & Yelda 2007, Esposito et al. 2006, Huerta et al. 2007, Setiawan et al. 2007, Setiawan et al. 2008, Prato et al. 2008). Positive identification of planetary signatures from these efforts are few, with only two candidates to date: HD 70573 (Setiawan et al. 2007) and the controversial TW Hya (Setiawan et al. 2008). Planets orbiting young stars are particularly valuable as they enable us to investigate some of the critical questions about the formation of both stellar and plane-

tary systems. How and at what stage planets form, what the planet formation mechanism is, and how they evolve are important questions and the study of young planetary systems will help answer them.

In this paper we report strong evidence of a planetary candidate orbiting the young and active K5V star BD+20 1790. Section. 2 is an overview of the properties and our previous studies of this star. The observational strategy and data analysis are presented in Sect. 3. In Sect. 4 the nature of RV variations is investigated. An orbital solution for the data is presented in Sect. 5, and Sect. 6 includes a discussion about planetary parameters, orbital solutions, and the relationship between stellar activity and the planet. Finally, we summarize and offer some concluding remarks in Sect. 7.

## 4.2 BD+20 1790: An overview

BD+20 1790 was classified by Jeffries (1995) as a K5Ve star, with a magnitude of  $V = 9.9$ . Mason et al. (1995) identified this star as the optical counterpart of the 2RE J072343.6+202500 EUV source, located in the ROSAT All-Sky Survey. López-Santiago et al. (2006) propose its membership in the AB Dor kinematic moving group, which has an estimated average age of 50 Myr. By comparing the equivalent width of  $\text{Li } \lambda 6708 \text{ \AA}$  with the spectral type, López-Santiago et al. (2006) derive an age estimate of 35–80 Myr. The main stellar parameters for BD+20 1790 are compiled in Table 4.1. We obtained a value for the stellar radius from the measured rotational velocity and photometric period. Our estimated radius agrees with the previous K5V spectral classification (from Carrol & Ostlie (2007) tables). By adopting this spectral type, we used the K5V temperature from the Carrol & Ostlie (2007) tables. In conjunction with the photometric parameters, this enabled us to derive the luminosity, mass, and surface gravity. Errors in the parameters were estimated by following the method of propagation of errors; i.e., the uncertainties were calculated from the errors in the variables involved in the determination of each parameter. No correlation was assumed between the different variables, in principle independent of each other. To test that assuming a fixed value for  $T_{\text{eff}}$  has a non-negligible effect on the error computation, we investigated whether an error in  $T_{\text{eff}}$  could translate into uncertainties of derived parameters. We have considered an input error in  $T_{\text{eff}} \sim 10 \text{ K}$  and analysed the propagation of  $T_{\text{eff}}$  error. Based on this analysis, we noticed that not considering the error in the  $T_{\text{eff}}$  leads to underestimating the errors in mass and  $\log g$ , leading to unreliable error bars for these parameters.

The X-ray luminosity was calculated using the count rates and HR1 hardness ratios from the ROSAT All-Sky Survey. By combining the conversion factor  $C_x$ , computed by the formula from Fleming (1995), and the distance estimated by Reid et al. (2004), the stellar X-ray luminosity was calculated as  $L_X = 1.6 \pm 0.5 \cdot 10^{29} \text{ erg s}^{-1}$ .

We computed a preliminary value of metallicity by using a grid of Kurucz et al. (1993) ATLAS9 atmospheres and the 2002 version of MOOG<sup>1</sup> synthesis code (Sneden 1973). Atmospheric models were constructed with the data given in Table 4.1. We used

<sup>1</sup>The source code of MOOG 2002 can be downloaded at <http://verdi.as.utexas.edu/moog.html>



12 Fe I lines selected from González et al. (2001). We also calculated a value of metallicity with the 7 Fe I lines in the MOOG Abfind routine. We find an average value of  $A[Fe] = 7.82 \pm 0.20$  which, when assuming a solar value of  $A[Fe] = 7.52$ , results in a  $[Fe/H] = 0.30 \pm 0.20$ . As mentioned, this is a preliminary value, although compared with the average metallicity of stars of solar neighbourhood, we still could consider the star as metal-rich within the error bars.

In a recent paper, Carpenter et al. (2008) derive the temperature, gravity, and metallicity for BD+20 1790, and their values are  $T_{\text{eff}} = 4408 \text{ K}$  and  $\log g = 4.50$ , very close to the corresponding values presented in Table 4.1. We also point out that the difference between metallicity values may be explained by Carpenter et al. (2008) only assuming a fixed metallicity of  $[Fe/H] = 0.0$ , but not actually computing it.

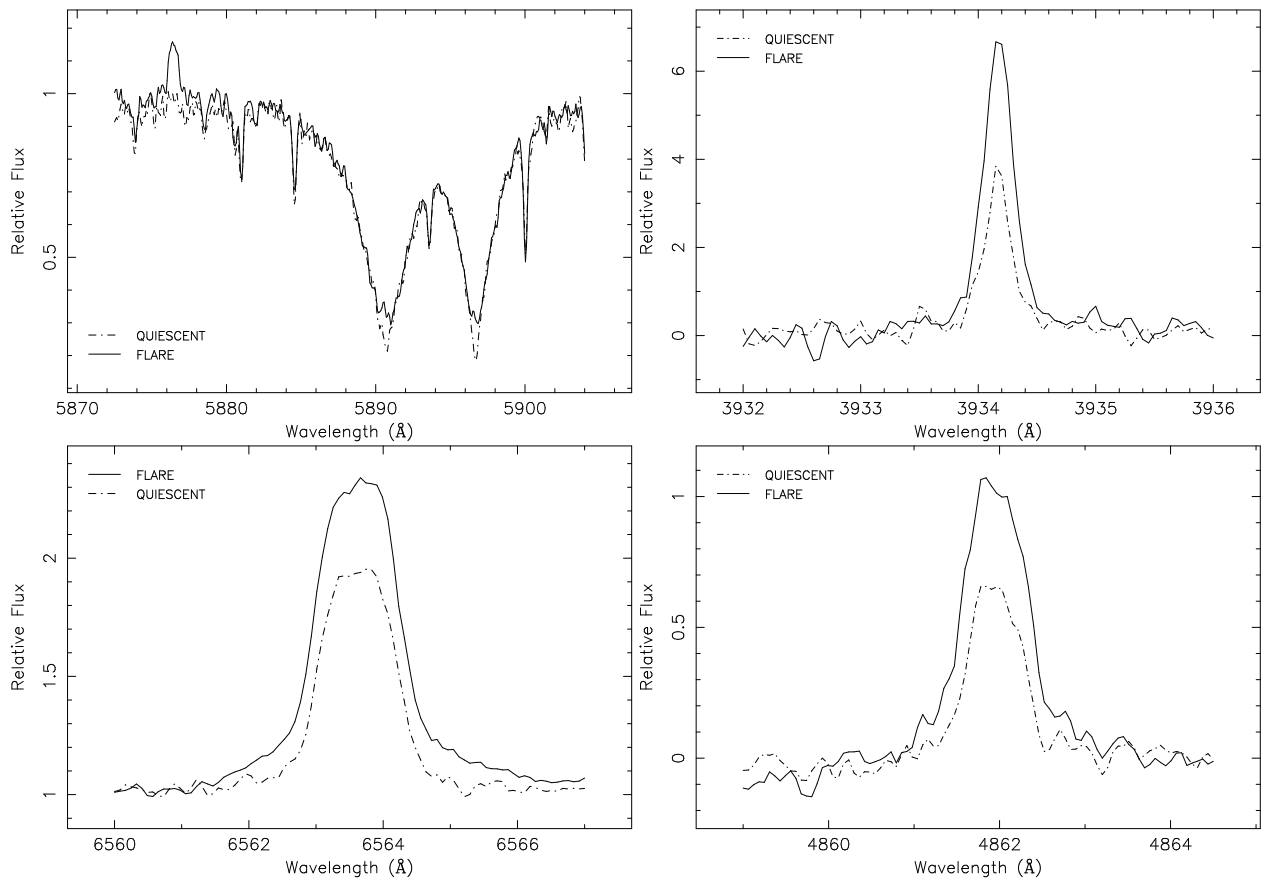
The Li I abundances were analysed in standard local thermodynamic equilibrium (ETL) using MOOG and ATLAS9 in the same way as with the metallicities. Abundances were derived by fitting synthetic spectra to the data. To determine Li abundances, we performed a spectral synthesis around the Li I 6707 Å resonance doublet, fitting all spectra between 6702 and 6712 Å, taking into account the relation between Li6 and Li7 isotopes. We determine an average value of lithium abundance of  $\log N(Li) = 1.03 \pm 0.04$  (where  $\log N(Li) = \log (Li/H) + 12$ ).

To study the stellar activity and the kinematics, we have carried out both spectroscopic and photometric monitoring over the past few years: high temporal and spectroscopic resolution and two band photometry. The simultaneous study of photospheric and chromospheric active regions is a powerful tool that allows us to trace, reconstruct, and model the puzzle of the magnetic field topology, since these active regions are the fingerprints of magnetic fields (Collier Cameron 2001, Catalano et al. 2002, Frasca et al. 2005, Collier Cameron et al. 2002). Strong chromospheric activity was detected in several observing runs, described by Hernán-Obispo et al. (2005, 2007). In spite of the rotational velocity not being very high,  $v \sin i \sim 10 \text{ km s}^{-1}$  (López-Santiago et al. 2006), all activity indicators are in emission above continuum, from Ca II H & K to Ca II IRT lines (see Fig. 4.1).

Through studying the profile line asymmetries of  $H\alpha$  and  $H\beta$  lines, prominence-like structures were detected in the chromosphere of the star (Hernán-Obispo 2005, 2007). These can be observationally detected as transient absorption features superimposed on the line profile that are interpreted as cool material embedded in the surrounding hotter corona and co-rotating with star (Collier Cameron & Robinson 1989a,b, Collier Cameron & Woods 1992, Jeffries et al. 1993, Byrne et al. 1996, Eibe et al. 1998, Barnes et al. 2000, Donati et al. 2001). Several completed prominence-like transients have been detected with durations of a few hours (see Hernán-Obispo 2005 for details). Modelling these chromospheric phenomena is an important challenge in this case, because of the detection of these prominence-like structures in unstable positions, far from equatorial regions (Ferreira 2000, Jardine et al. 2001, Jardine & van Ballegoijen 2006).

In addition, strong large optical flare events were observed. The gradual decay of the flares was observed for up to 5 hours. Figure. 4.1 compares the activity indicators for the quiescent and flare states. The energy released is  $\sim 10^{37}$  erg, while the released energy is  $\sim 10^{29} - 10^{32}$  erg for largest solar flares, thus ranging the flares of BD+20 1790 on





**Figure 4.1:** Chromospheric activity indicators. The dashed line indicates quiescent state, while solid line indicates flare state. From top to bottom and left to right: He I D<sub>3</sub> region, Ca II K, H $\alpha$ , and H $\beta$

the so-called *superflare* regime (Rubenstein & Schaefer 2000).

The photometric observations yielded a light curve with evidence of rotational modulation, the semi-amplitude of which approaches  $\Delta V \sim 0.^m06$  and indicates the presence of spots on the surface. The period analysis of the entire set of observations reveals a photometric period of  $2.801 (\pm 0.001)$  days, in agreement with the period given by the SuperWASP photometric survey (Norton et al. 2007). A detailed and completed study of the chromospheric and photospheric activity characterization will be published in a forthcoming paper (Hernán-Obispo et al. 2009b, in prep.).

### 4.3 Observations and data analysis

To characterize active regions at photospheric and chromospheric levels, we carried out photometric and spectroscopic observations of the target.

#### 4.3.1 Spectroscopic data

The observational strategy was designed to spectroscopically monitor chromospheric activity indicators with high temporal and spectral resolution. High-resolution echelle spec-

**Table 4.1:** Stellar parameters of BD+20 1790

Parameter	Value
Spectral Type	K5 V
$B - V$	1.15
$M^a$	$0.63 \pm 0.09 M_{\odot}$
$T_{\text{eff}}^b$	4410 K
$\log g^a$	$4.53 \pm 0.17$
$EW(\text{Li})^a$	$110 \pm 3 \text{ m}\text{\AA}$
$Distance^e$	$25.4 \pm 4 \text{ pc}$
$Age^c$	35 - 80 Myr
$v \sin i^d$	$10.03 \pm 0.47 \text{ km s}^{-1}$
$P_{\text{phot}}^a$	$2.801 \pm 0.001 \text{ days}$
$i^a$	50.41 degrees
$R^a$	$0.71 \pm 0.03 R_{\odot}$
$[Fe/H]^a$	$0.30 \text{ dex} \pm 0.20$
$\log N(\text{Li})^a$	$1.03 \pm 0.04$
$L_X^a$	$1.6 \pm 0.5 \cdot 10^{29} \text{ erg s}^{-1}$
$L^a$	$0.17 \pm 0.04 L_{\odot} \text{ erg s}^{-1}$

<sup>a</sup> This paper<sup>b</sup> From Carrol & Ostlie, 2007<sup>c</sup> From López Santiago et al. 2006<sup>d</sup> From López Santiago 2005<sup>e</sup> From Reid et al. 2004

tra were obtained during four observing runs from 2004 to 2007, detailed in Table 5.2. The exposure times ranged from 900 s to 1200 s, depending on weather conditions, to obtain an S/N typically greater than 140 for SARG runs and 80 for FOCES runs. The spectra in the time series observations were only separated by the CCD readout time, thus enabling us to obtain the highest temporal resolution possible. Our initial temporal cadence was designed to detect prominence-like transient features in the Balmer lines. Spectral types and RV standards were acquired with the same setup and configuration as the target. These standards were reduced and analysed in the same way as the target. The data were bias-subtracted, overscan-corrected, and flat-fielded using the standard routines in the IRAF<sup>2</sup> package.

The wavelength calibration was obtained by taking spectra of a Th-Ar lamp. Using Coudé spectrographs allowed a stable environment for the wavelength calibration, since flexures are not possible. Details about the spectrographs used can be seen in Pfeiffer et al. (1998) for FOCES spectrograph and Gratton et al. (2001) for SARG spectrograph. To enhance the accuracy in calibration, we used about 10–12 lines identified per order, across all orders for SARG spectra and about 80 orders for FOCES spectra. The orders were calibrated simultaneously, and the total fit has an rms value typically lower than 0.003 Å. The spectra were normalized by a polynomial fit to the observed continuum.

Heliocentric radial velocities were determined using a weighted cross-correlation method. The spectra of the star were correlated order by order against spectra of several RV standards with similar spectral types. Orders with chromospheric features and telluric lines were excluded. We calculated the uncertainties based on the cross-correlation peak height and the antisymmetric noise as described by Tonry & Davis (1979). Also, by measuring RVs of the standard stars, we estimated the systematic errors and the accuracy of the RV measurements with our instrumental setup. The accuracy between standards for the same run and between runs is less than 0.05 km s<sup>-1</sup>.

Additional echelle data were acquired in DDT mode at the FOCES spectrograph in December 2008. The telescope configuration and the setup were identically to previous FOCES runs, except for two nights in which a different CCD was used. Data were taken over 10 consecutive nights, but bad weather conditions meant only five nights were acquired. Because of the time limitation in DDT mode, only one RV standard was observed.

### 4.3.2 Photometric data

The purpose of these observations was to determine the photometric period and to look for photometric variability. In addition, the study of both light curve and spectroscopy allowed us to characterize the active regions in the photosphere (Catalano et al. 2002, Frasca et al. 2005, Biazzo et al. 2007). CCD differential aperture photometry was obtained using the 2.0 m fully robotic Liverpool Telescope (Steele et al. 2004) at the Observatorio del Roque de los muchachos in La Palma, Spain. The observations were scheduled in monitoring mode. We obtained 22 photometric epochs during November and December 2007. Our observational strategy permitted us to obtain a photometric epoch every

---

<sup>2</sup>IRAF is distributed by the National Optical Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under contract with the National Science Foundation.

Table 4.2: Observing runs

Date	Telescope	Instrument	CCD chip #	Spect. range (Å)	Orders	Dispersion (Å/pix)	FWHM <sup>c</sup> (Å)	N. Obs.
29/03-6/04 2004	2.2m <sup>a</sup>	FOCES	2048x2048 24μm Site#1d	3720 - 10850	100	0.04 - 0.13	0.08 - 0.35	19
21-22/11/2004	TNG <sup>b</sup>	SARG	2048x4096 13.5μm EEV	4620 - 7920	52	0.07 - 0.11	0.07 - 0.17	43
15/04/2006	TNG <sup>b</sup>	SARG	2048x4096 13.5μm EEV	4620 - 7920	52	0.07 - 0.11	0.07 - 0.17	14
2-5/10/2007	2.2m <sup>a</sup>	FOCES	2048x2048 24μm Site#1d	3720 - 10850	100	0.04 - 0.13	0.08 - 0.35	10
12-13/12/2008	2.2m <sup>a</sup>	FOCES	2048x2048 15μm LORAL#11i	3830 - 10850	96	0.03 - 0.07	0.09 - 0.26	2
19-21/12/2008	2.2m <sup>a</sup>	FOCES	2048x2048 24μm Site#1d	3620 - 7360	100	0.04 - 0.13	0.08 - 0.35	3

<sup>a</sup> 2.2 m telescope at the German Spanish Astronomical Observatory (CAHA) (Almería, Spain).

<sup>b</sup> 3.58 m *Telescopio Nazionale Galileo* (TNG) at Observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma, Spain).

<sup>c</sup> The spectral resolution is determined as the FWHM at the arc comparison lines ranges.

3 nights on average. Each epoch consisted in alternating  $r'$  and  $g'$  exposures<sup>3</sup>, thereby obtaining quasi-simultaneous two-band photometry. Custom-made software<sup>4</sup> was used to automatically extract the photometry. By analysing intra-night scatter, we can infer a photometric accuracy of 3 mmag and 4 mmag per exposure ( $r'$  and  $g'$  bands, respectively, see Fig. 4.2). We fit the best sine-wave model to the photometry by many periods between 0.1 and 50 days, on both bands. Plotting the post-fit residuals as a function of the period, a very strong minimum on the post-fit residuals is found at  $2.801 \pm 0.001$  days in both bands (see Fig. 4.3). We note that the period and the amplitude are similar with those given by the SuperWASP survey (Norton et al. 2007).

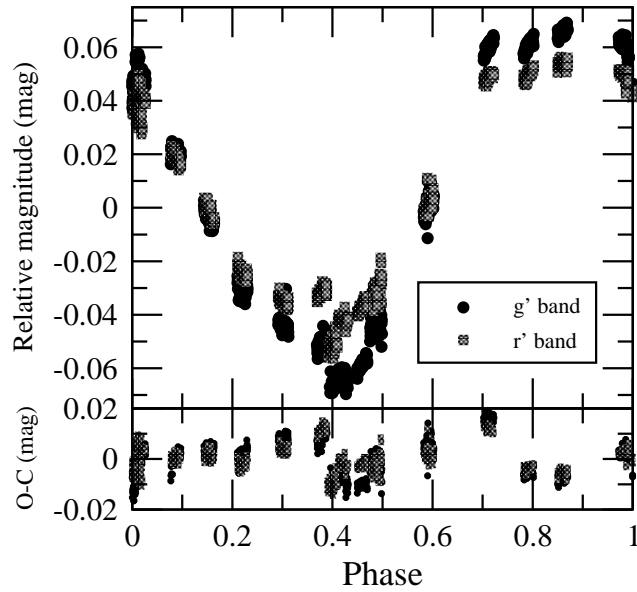
The different amplitude in each band is consistent with large spot or spot group covering at least 4% of the surface. As can be seen in Fig. 4.2, the amplitude is greater at shorter wavelength, i. e. at  $g'$  band in this case. This colour variation is correlated with variation in magnitude. The star appears redder when fainter, at minimum light and therefore bluer when brighter, at maximum light. The full analysis of the photometry and its relation to the star activity requires simultaneous discussion with the spectroscopic data, and a more detailed study of the star will be presented elsewhere (Hernán-Obispo et al. 2009b, in prep.)

#### 4.4 The nature of the RV variations

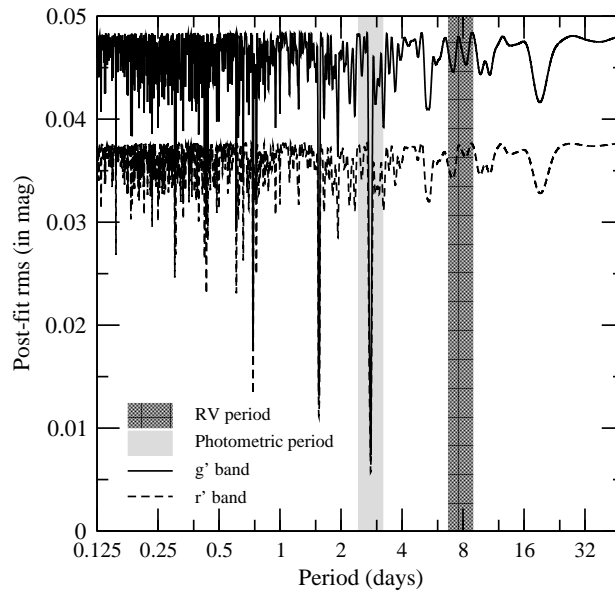
Variations in the RV peak-to-peak amplitude of up to  $\sim 2 \text{ km s}^{-1}$  were observed during all the observing runs. These variations are significantly greater than the individual measurement errors (0.10 to 0.20  $\text{km s}^{-1}$ ) or the systematic error (0.05  $\text{km s}^{-1}$ ), even when we consider the scatter between runs with different spectrographs and setups.

<sup>3</sup>Sloan  $r'$  and  $g'$  filters were used

<sup>4</sup>ATP, Automatic TATOOINE Photometry. [http://www.am.ub.es/~anglada/atp/atp\\_testing.htm](http://www.am.ub.es/~anglada/atp/atp_testing.htm)



**Figure 4.2:** Photometry phased to the 2.801 days period. A linear trend and a zero point have been subtracted to both bands. The residuals with respect to a simple sine-wave model are shown in the lower panel.



**Figure 4.3:** Postfit residuals to the photometry as a function of the period. The sharper minima correspond to the 2.801 day period in both bands. The RVs period is marked in grey to illustrate the absence of related photometric signals.

Table 4.3: Radial velocity

JD days	RV (km/s)	$\sigma$ (km/s)
2452388.3341 <sup>a</sup>	9.23	0.19
2452389.3513 <sup>a</sup>	8.94	0.14
2452390.3670 <sup>a</sup>	8.52	0.38
2453099.3573 <sup>a</sup>	7.82	0.06
2453100.3692	6.96	0.10
2453101.3748	7.34	0.07
2453102.3876	7.84	0.05
2454375.6480	7.96	0.08
2454378.6804	7.72	0.04
2453331.6400	8.71	0.03
2453332.6800	8.16	0.03
2453841.4250	7.73	0.03
2454812.7429	7.76	0.21
2454813.7240	7.67	0.18
2454820.5057	7.73	0.16
2454821.5126	7.53	0.16
2454822.5483	7.96	0.14

<sup>a</sup> From López-Santiago 2005

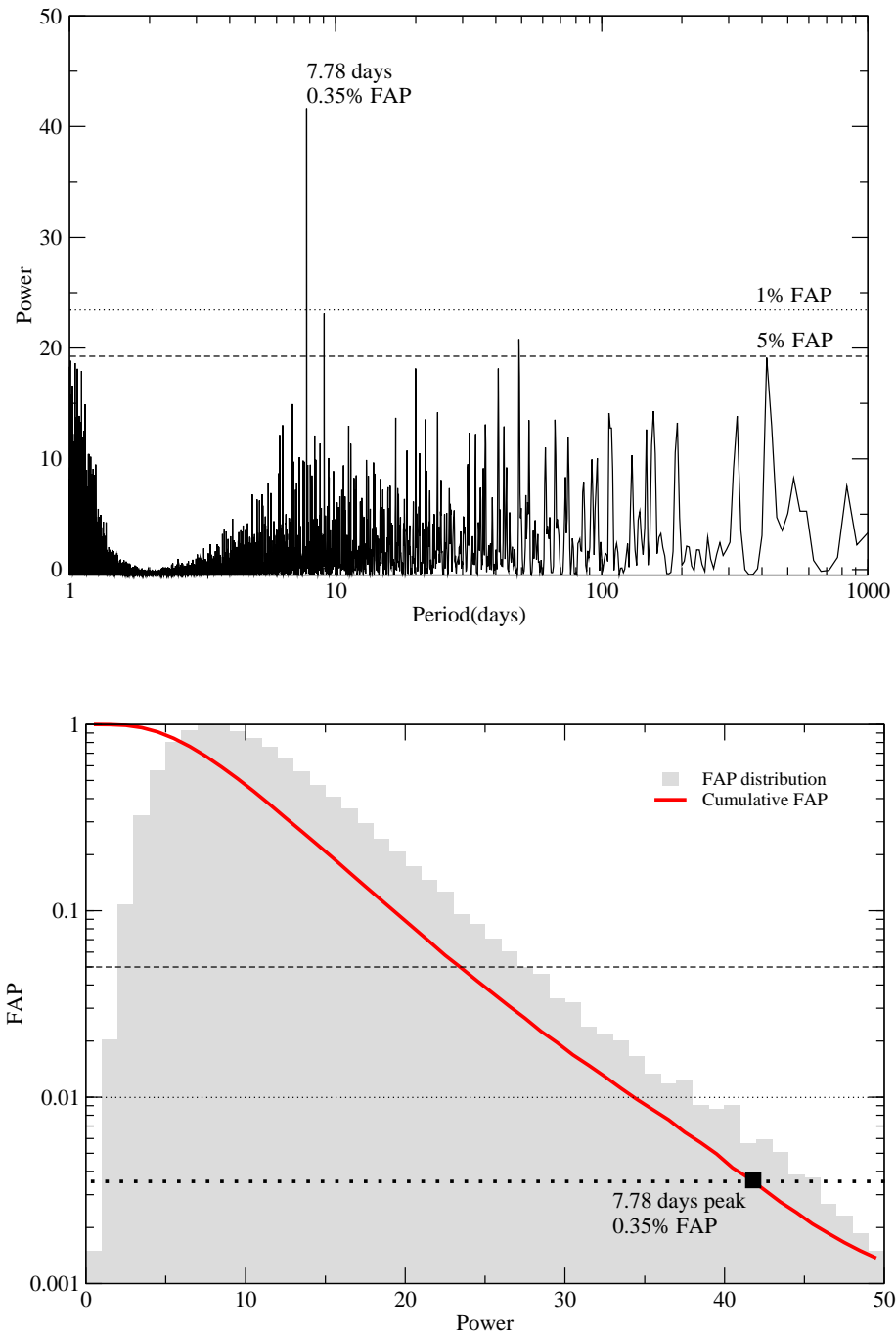
#### 4.4.1 Searching for periodical signals on RV

A Least squares periodogram (see Appendix A) reveals one very significant peak at 7.783 days (see Fig. 4.4a). The data set contains 91 independent RV measurements. However, many of them are clustered groups of a few hours. The values we used to generate the periodogram and for orbital fitting (shown in Table 4.3), were averaged on a nightly basis. Figure. 4.4b shows the empirical false alarm probability (FAP) as a function of the power. The 7.783 days peak has an FAP of 0.35%.

It is worth noting that the RV period is longer than the photometric period. Nevertheless, to test that the RV period could arise from rotational modulation, we searched for significant frequencies in the data points of the photometry. There is no significant power at the RV period, and no secondary peaks are found in the aliasing frequencies of the RVs or the photometric period after the main signals are removed. To illustrate the absence of related photometric signals, we marked the RV period in Fig. 4.3, which shows the post-fit residuals of photometric data. In addition to this, there is no signal at photometric period in the RV data, as can be seen in Fig. 4.4a, which shows the RV periodogram.

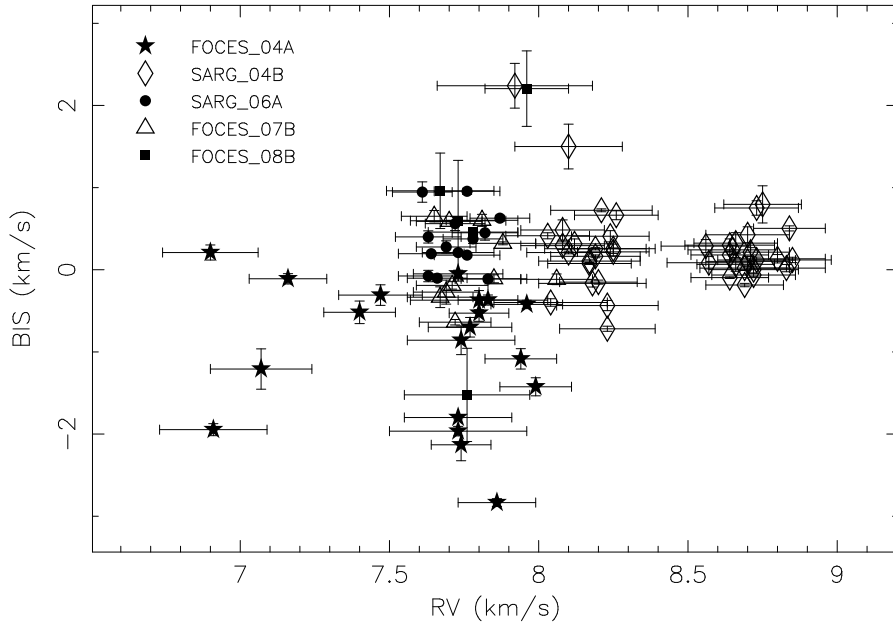
#### 4.4.2 Stellar activity jitter

It is well known that spurious RV variations can be induced by stellar activity, especially because of changes in the profile of spectral lines caused by the presence of active regions, the so-called *stellar jitter* (Saar & Donahue 1997, Saar 2009). The high level of activity



**Figure 4.4:** **a. Up:** Least-squares periodogram of the nightly averaged radial velocity measurements. The 7.78 days peak has a FAP of 0.35%. The dotted horizontal line illustrates a FAP lower than 1% and the dashed horizontal line a FAP lower than 5%. **b. Down:** Empirical FAP as a function of the power (red line). The grey bars illustrate the distribution of false alarms with an arbitrary normalization used to derive the empirical FAP. The Y axis is on a logarithmic scale.



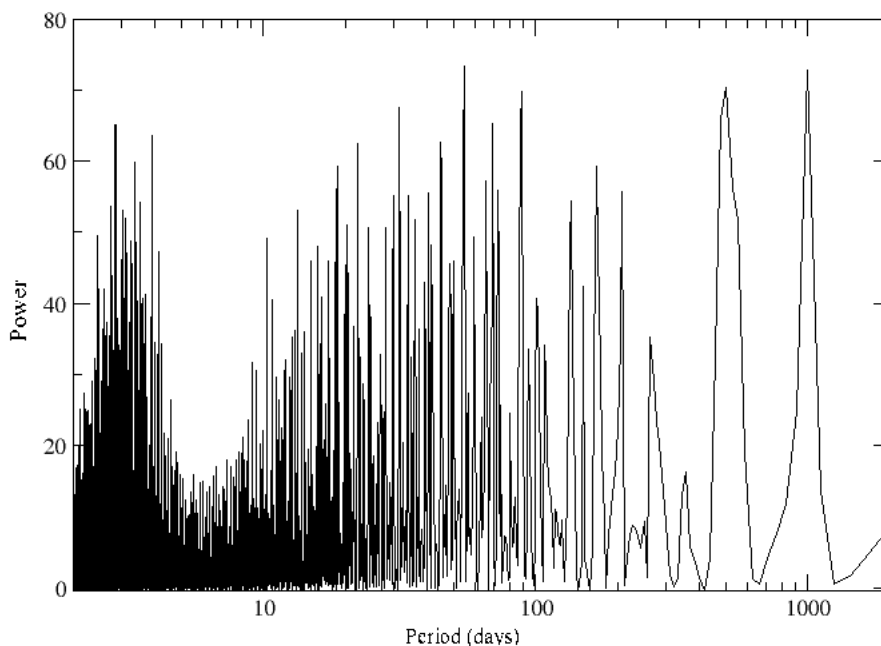


**Figure 4.5:** Bisector velocity span vs. radial velocity for all the observing runs. Symbols represent the different runs: stars for FOCES 04A, diamonds for SARG 04B, circles for SARG 06A, and triangles for FOCES 07B.

detected in BD+20 1790, induced us at first to relate RV variations with active regions. Since we ruled out the possibility of variations due to systematic errors or any seasonal effect, the main concern was to determine whether stellar activity was responsible.

It is widely accepted that the relationship of bisectors of the cross-correlation function (CCF), and RV is a powerful method of determining whether the RV variation may be caused by stellar activity or a planetary companion (Queloz et al. 2001, Martínez-Florencio et al. 2005). The CCF was determined by the same procedure as for the RV case, computing it for the regions that include the photospheric lines, which are more sensitive to spot being present, while excluding chromospheric lines and telluric lines. The bisector inverse slope (BIS), defined as the difference of the average values of the top and the bottom zones, was computed to quantify the changes in the CCF bisector shape by using the method described by Queloz et al. (2001). In choosing the span zones, we avoided wings and cores of the CCF profiles, where errors from bisector measurements are large. In Fig. 4.5 it can be seen that there is a lack of correlation between the BIS and RV variation for all the observing runs. This indicates that the RV variations do not come from variations in the asymmetry of the photospheric lines profile, and subsequently not due to stellar activity variations. The least squares periodogram of bisectors shows two tentative peaks around 2.8 days, as shown in Fig. 4.6.

We estimated the stellar jitter from Santos et al. (2000), which considers the Ca II H & K index. Assuming an average value for Ca II H & K index of about -4.2 and by using Eq. [4], we derived a value for the stellar jitter of up to  $10 \text{ m s}^{-1}$ . This stellar jitter is added in quadrature to the RV error. As an additional test, we investigated the variation of stellar activity indicators, especially those that are ascribed to plage-like structures on the chromosphere, such as Balmer lines, Ca II H & K, and Ca II IRT. The emission flux for these lines in active stars usually shows a periodic modulation (and subsequently the



**Figure 4.6:** Periodogram for bisectors of all runs.

spectroscopic indices), which is most likely caused by rotational modulation of plage-like structure emission. As is shown in Sect. 2, all chromospheric activity indicators are in emission above the continuum, indicating a very high level of activity. To avoid the photospheric contribution to the spectral profiles, we applied the spectral subtraction technique described in detail by Montes et al. (1995). This technique makes use of the program STARMOD developed at Penn State University (Barden 1985) and later modified by Montes et al. (1995). Also, to control the error and minimize the uncertainties, some routines of the astronomical data reduction package RED<sub>m</sub>CE<sup>5</sup> developed at the Universidad Complutense de Madrid (Cardiel 1999) were used. In these subtracted spectra, spectroscopic indices have been defined and computed following Saar & Fisher (2000), Küster et al. (2003), and Bonfils et al. (2007). Both Ca II IRT and Ca II H & K indices were only determined for FOCES runs, due to the wavelength range coverage of the spectrograph. To avoid contamination from telluric lines, we only considered the 8662 Å Ca II IRT line. We searched for periodic signals in the spectroscopic indices by computing their least squares periodograms. Figure 4.7 shows the variation with time (orbital phase folded in this case) for Ca II IRT, Ca II H & K, H $\alpha$ , and H $\beta$  indices. The corresponding computed periodogram shows more noise rather than a clear signal. This result is also seen in the indices figures as a non-modulation of the activity index. As an example, Fig. 4.8 shows the periodogram for the H $\alpha$  index.

As pointed out by Walter (1994), the rotational modulation of chromospheric lines

<sup>5</sup><http://www.ucm.es/info/Astrof/software/reduceme/reduceme.html>

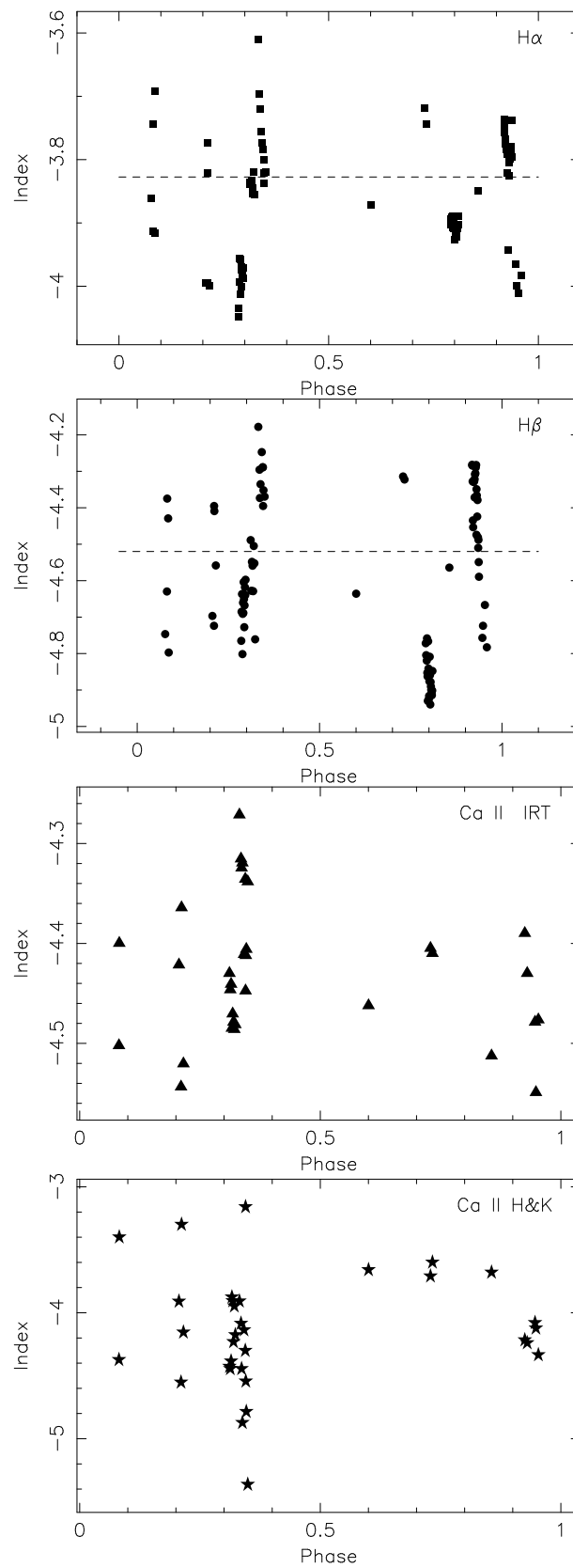
due to plagues is not always detectable in very active stars. Furthermore, in this case the flares could contaminate the data, masking the actual period of variation of the indices. To investigate this possibility we removed the data affected by flare events. Because of the different wavelength range coverage of spectrographs, we considered only  $H\alpha$  and  $H\beta$  indices. For the  $H\alpha$  index, we found a tentative rotational modulation with a period of 2.77 days, similar to the photometric period (see Fig. 4.9). However, the postfit residuals show in Fig. 4.10 that this could be a misleading signal, even pure noise. For  $H\beta$  index, no clear modulation has been found. The lack of variability of BIS and spectroscopic indices with RV period and the absence of a photometric period larger than 2.8 days strongly support the planetary companion hypothesis.

#### 4.4.3 RV wavelength dependence

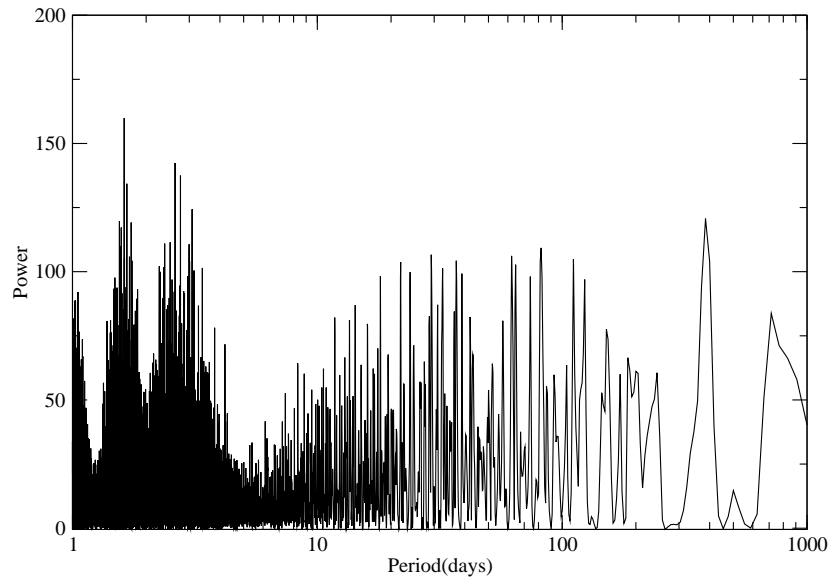
Desort et al. (2007) (hereafter D07) point out that the colour dependence (with wavelength) of the RV peak-to-peak amplitude with spots can be used as a diagnostic to distinguish between stellar activity or planetary companions. Because the contrast between spots and the surrounding photosphere is greater in the visible than at IR wavelengths, it is expected that an attenuation of RV amplitude would be seen towards red wavelengths. Observationally this effect has been shown by e.g. Martín et al. (2006), Huélamo et al. (2008), and Prato et al. (2008). If the RV variations stem from a planet, the RV amplitude should be the same in every wavelength range. We investigated a possible chromatic dependence by computing the RV in two different ranges of wavelength, one for red and near-IR wavelengths (7650 to 10000 Å) and the other for blue (4300 to 4800 Å). The resulting RV peak-to-peak amplitude is  $2.19 \pm 0.20$  km s<sup>-1</sup> for the near-IR range and  $2.20 \pm 0.20$  km s<sup>-1</sup> for the blue range. The values differ by only 0.5% and agree within the uncertainties. Additional RV infrared follow-up can allow us to confirm this. In a forthcoming paper (Hernán-Obispo et al. 2009d, in prep.), we will present the first results of the study of the RVs of BD+20 1790 in the near-IR range.

#### 4.4.4 RV variation by empirical spots and plagues?

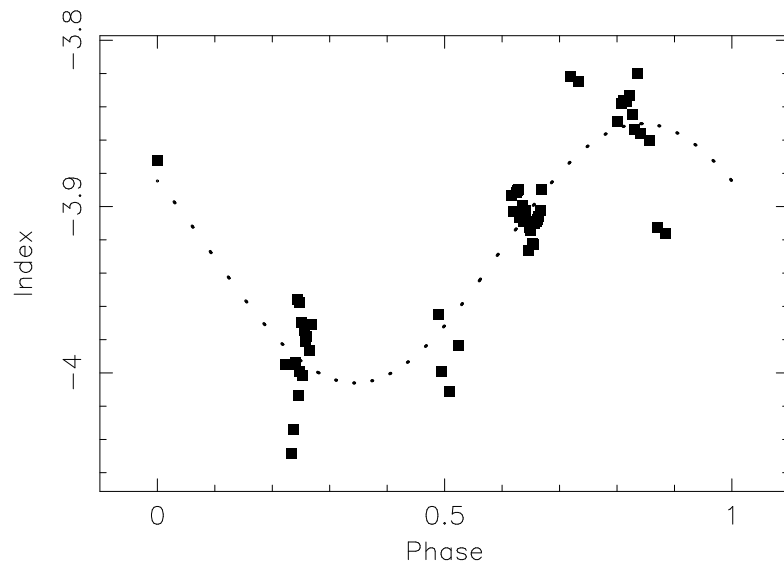
To estimate an order of magnitude of the expected RV amplitude due to spots, we used empirical relations derived by Saar & Donahue 1997 (hereafter SD97) and D07. These relations connect the RV amplitude with the spot filling factor  $f_s$  and  $v \sin i$ . We considered both relations by D07 and SD97, because D07 relations take the spectral type and the whole spectral range into account (except telluric and chromospheric lines) to compute the empirical RV, whereas SD97 uses a single line and G5V spectral type. Using Eq. [1] of SD97, we computed an amplitude of up to 575 m s<sup>-1</sup> and by using D07 Eq [5] we similarly estimated an amplitude of up to 600 m s<sup>-1</sup>. As mentioned, these results are taken as a quantitative estimation. There are more effects that are not taken into account here, such as the spot location at stellar surface given by the colatitude  $\theta$  and the spot temperature. SD97 Eq. [1] and D07 Eq. [5] considered the simple case of an equatorial spot, but SD97 assumed a  $T_{spot} = 0$  K and D07 assumed a spot temperature 1000 K cooler than the photosphere. The difference between the RV amplitude derived from both equations could be caused by this different spot temperature.



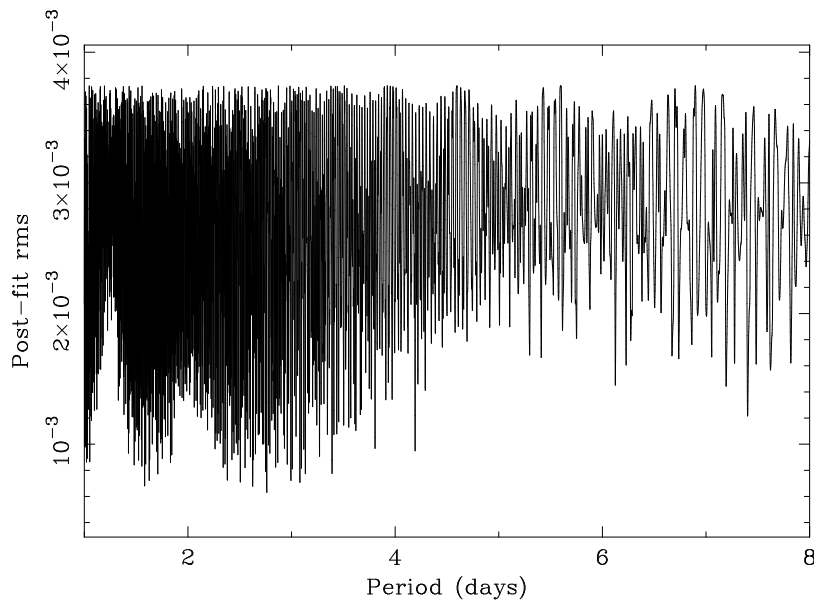
**Figure 4.7:** Spectroscopic index for chromospheric activity indicators, phased folded orbital period. From top to bottom: H $\alpha$  (squares), H $\beta$  (circles), Ca II IRT (triangles) and Ca II H & K (stars). The dashed line is indicating the quiescent state. Error bars for indices are about 0.001



**Figure 4.8:** Periodogram for  $H\alpha$  index.



**Figure 4.9:**  $H\alpha$  index for the data without flare events, including a modulation with a period of about 2.77 days, similar to the photometric period.



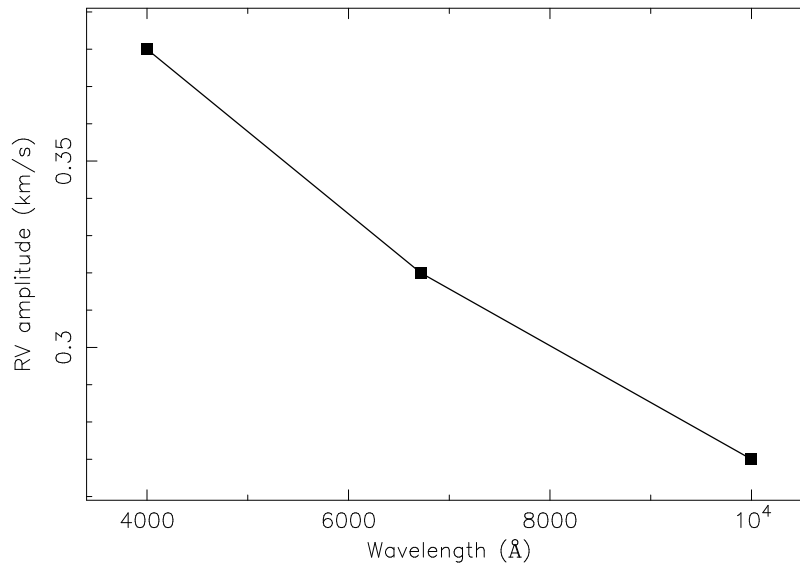
**Figure 4.10:** Postfit residuals to H $\alpha$  index for no-flare data as a function of the period.

On the other hand, we can estimate the spot filling factor that could produce the RV signal of our data. We considered an average semi-amplitude of  $1 \text{ km s}^{-1}$ . The  $f_s$  estimated from SD97 is therefore 23%, while D07 indicates 19%. The  $f_s$  measured from photometric variation is about 4%. These results indicate that the spot filling factor needed to explain the RV variation purely due to spots does not agree with the photometry.

Saar (2003) and Saar (2009) made significant efforts to model plage-induced RV jitter. Although the models are mostly applicable to solar-like stars, we could estimate the plage filling factor  $f_p$  that could produce the RV signal by using the Saar (2009) equation that connects the RV amplitude with  $v \sin i > 6 \text{ km s}^{-1}$ . This estimated  $f_p$  is about 70%, which strongly suggests that the RV variation does not come from chromospheric plages.

#### 4.4.5 The RV signal be without a planet

Empirical relations derived by SD07 and D07 do not take the chromatic effect of spots on the RV signal into account. We therefore investigated how much RV signal would be expected in the absence of a planet and the degree of RV attenuation with wavelength (assuming the RVs come from cool spots). To quantify the attenuation if the cause of variations were spots, we tried to investigate how much spots affect the line profiles. However, BD+20 1790 has a low  $v \sin i$  to model the photosphere by generating Doppler imaging spot maps. To carry out a realistic approximation to the problem, we constructed realistic spot maps by using the spectra of another star with similar characteristics, LO Peg, which is widely studied in the literature, and its photospheric activity is well-known (Jeffries & Jewell 1993, Jeffries et al. 1994, Eibe et al. 1998, Eibe et al. 1999, Barnes et al. 2005). LO Peg is a K5V–K7Ve star, identified by Jeffries & Jewell (1993) as a member of the Local Association, with an estimated age of 20–30 Myr. Jeffries et al. (1994) determined the inclination to be  $50^\circ$ . The level of activity is similar to BD+20 1790, but LO Peg is a rapid rotator ( $v \sin i \sim 69 \text{ km s}^{-1}$ ). The LO Peg photometry suggests a spot filling factor of up to 1.5%.



**Figure 4.11:** Radial velocity amplitude variation with wavelength, computed for LO Peg profiles

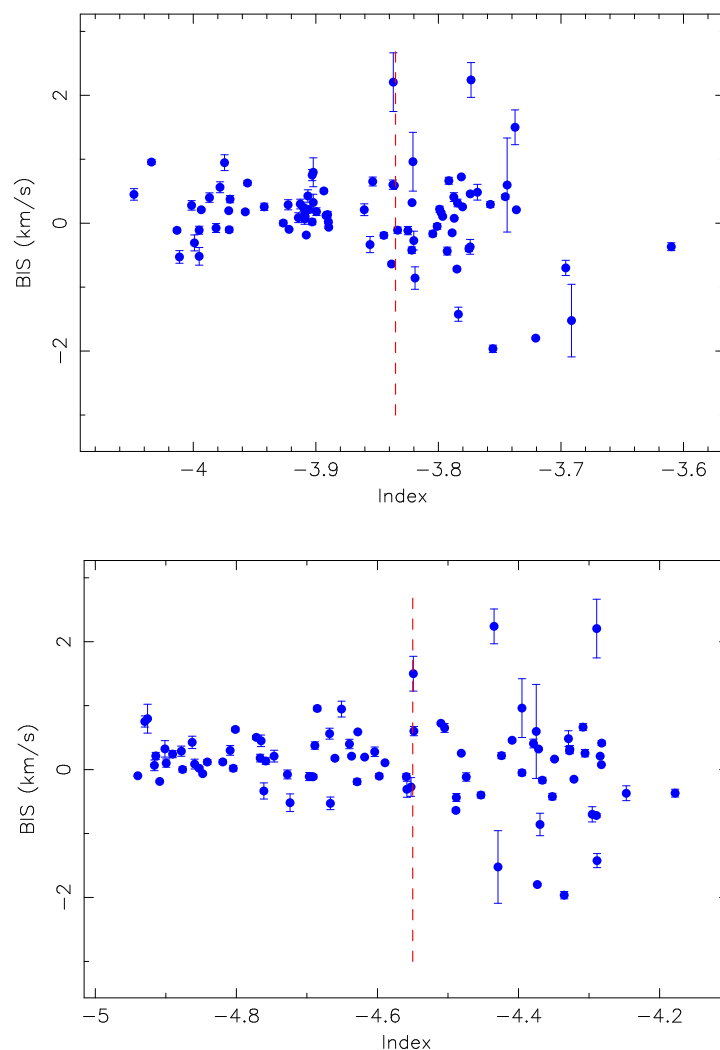
Using the Doppler imaging program, DoTS (Collier Cameron 1997), and an input starspot image derived for LO Peg (Barnes et al. 2005), we generated a set of line profiles for a star with  $v \sin i = 10$  km/s (i.e. matching that of BD+20 1790) over a complete rotation phase. The profiles thus contain asymmetries due to starspots from the observed LO Peg image. We used appropriate temperatures for the BD+20 1790 photosphere and estimated at spots possess temperatures that are up to 1000 K cooler. Profiles were generated for the three different wavelengths of 4000 Å, 6717 Å, and 10000 Å. The radial velocity variations were then calculated to estimate the relative amplitudes due to spot induced variations at each of the three wavelengths.

The RV attenuation with wavelengths relative to 4000 Å is 16% at 6717 Å and about 30% at 10000 Å, as illustrated in Fig. 4.11. When as a first approach assuming the same  $f_s$  for LO Peg and BD+20 1790, the RV signal for BD+20 1790 should be about  $1.5 \text{ km s}^{-1}$  at 10000 Å. However, in Hernán-Obispo et al. 2009d (in prep.), we find only about 0.5% attenuation in the near-IR region relative to the visible, 6717 Å region. This result is an additional argument favouring support the existence of the planetary companion.

#### 4.4.6 RV jitter from flares

We estimated the rate of the flare's occurrence as the fractional amount of the total observing time (for all runs) where a flare was detected. Thus, we get a flare occurrence frequency of  $\sim 40\%$ . This higher rate raises the question of how much RV jitter we should expect from large flares, if any. Saar (2009) presents the first approach to this issue, concluding that RV jitter due to flare occurrence would be non-negligible, although it would probably be a stochastic jitter component. Chromospheric activity indicators exhibited an enhancement at flare state, the broad emission of Balmer lines, and He I  $D_3$  in emission being the most notable features (see Fig. 4.1). As pointed out by Saar (2009), although these lines are excluded when we measure RV, it is possible that a significant core filling in photospheric lines occurs when there is a flare event. The cause could be upper pho-





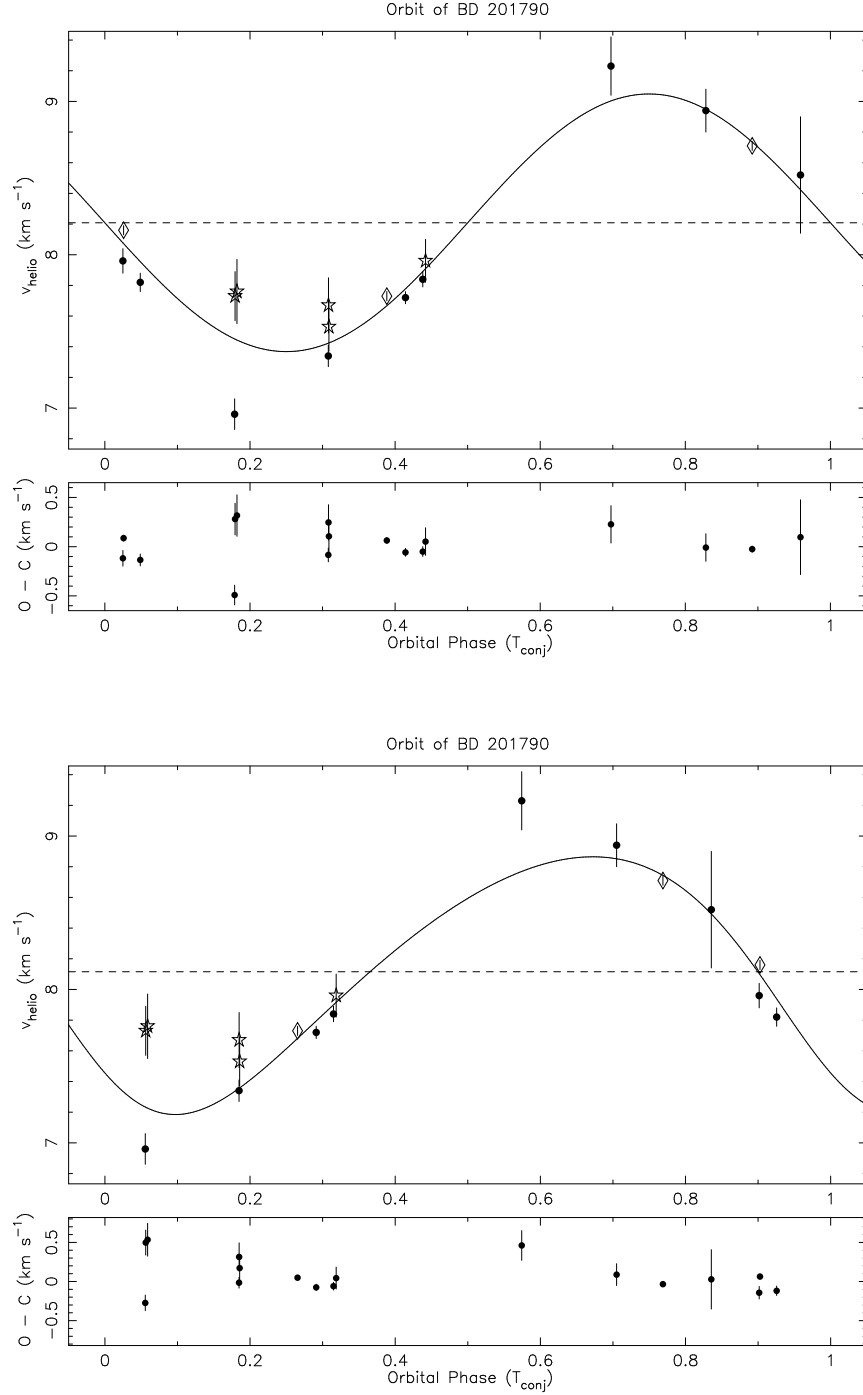
**Figure 4.12:** **Up:** H $\alpha$  index vs. BIS. The dashed line indicates the quiescent state. **Down:** H $\beta$  index vs. BIS. Error bars for the indices are about of 0.001.

tospheric heating. Results by Houdebine (1992) state that heating is propagated down to low photospheric levels.

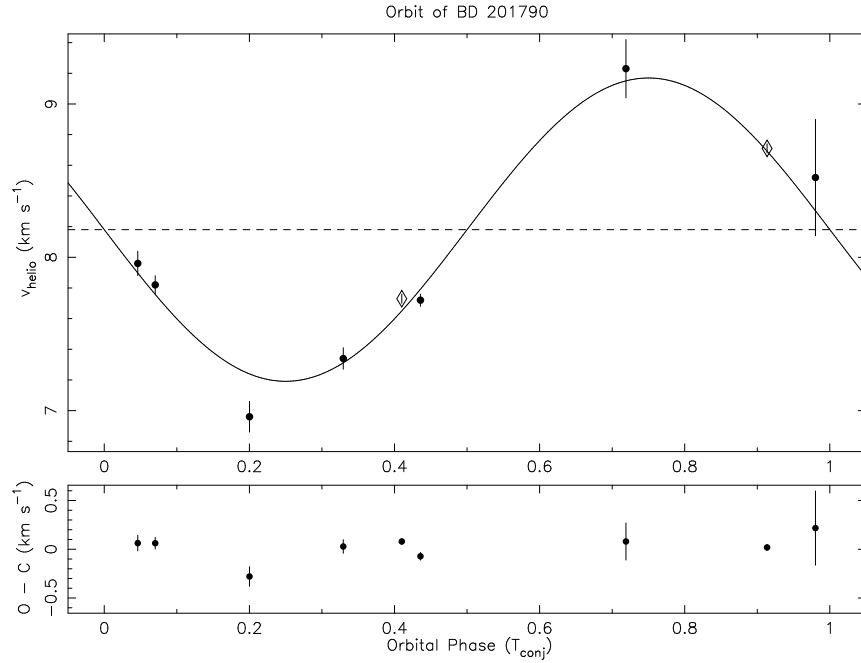
A second related problem is the effect of large flares on BIS. While it has not been studied until now, it is expected to be more pronounced, since bisectors are more sensitive to changes in line profiles. To our knowledge it is being reported here for the first time. Figure. 4.12 a shows the relationship of H $\alpha$  index to BIS, and higher values for H $\alpha$  index indicate the occurrence of a flare event. It is seen that the scatter for BIS is higher when a flare occurs. Outliers at quiescent state correspond to a low S/N rate. Similar BIS behaviour is seen in Fig. 4.12 b, which shows the H $\beta$  index vs. BIS.

## 4.5 Orbital solution for BD+20 1790 b

We computed the orbital solution for the RV data using a standard Keplerian fit with the RV period estimated by the least squares periodogram. The fit was obtained first by only



**Figure 4.13:** Radial velocity variability of BD+20 1790. **a. Up:** Circular orbit. **b. Down:** Eccentric orbit. Values marked with circle symbol represent FOCES runs except stars that represent DDT FOCES 08B run. Diamond symbols are for SARG runs.



**Figure 4.14:** Radial velocity variation of BD+20 1790 computed considering only the data that are not affected by flares. Circle symbol represent FOCES runs except that stars represent DDT FOCES 08B run. Diamond symbol are for SARG runs.

considering the FOCES data, averaged by night, in order to avoid intranight scatter. After this, we added the SARG data to improve the fit. The results for the fit considering only FOCES data or all data from the two spectrographs were compatible within uncertainties. With the addition of RVs measured in winter 2008 (DDT FOCES 08b run), the least squares periodogram is strikingly improved, and the 7.78 day peak clearly dominates the power spectrum. Attempts to perform a Keplerian fit using the second and the third highest periodogram peaks produced significantly worse folded curves. We also fitted the RV set computed by López-Santiago (2005). A first fit (see Fig. 4.13a) derives a close-in massive planet ( $a = 0.066$  AU,  $M_2 \sin i = 6.54M_{jup}$ ) in a circular orbit ( $e = 0.05$ ) with a rotational period of 7.7834 days and a reduced  $\chi^2$  of 1.07. Also we present a second fit (see Fig. 4.13b) with the same period for an eccentric orbit ( $a = 0.066$  AU,  $M_2 \sin i = 6.15M_{jup}$ ,  $e = 0.14$ ,  $\chi^2 = 0.997$ ). Sampling of the data means we cannot discard a possible eccentric orbit. Orbital elements for both solutions are compiled in Table 4.4 and discussed in the next section.

As an additional test, we computed the orbital solution by removing the data affected by flare events. The fit derives a solution ( $a = 0.066$  AU,  $M_2 \sin i = 6.54M_{jup}$ ,  $e = 0.01$ ,  $K = 0.91$  km s $^{-1}$ ) compatible with the solution when considering all the data. The fit is presented in Fig. 4.14.

## 4.6 Discussion

The lack of a relation between the BIS and spectroscopic indices with the RV period, as well as the different RV and photometrical period strongly suggest that the RV varia-

**Table 4.4:** Orbital parameters of BD+20 1790 b

Parameter	Solution 1	Solution 2	
$P_{\text{orb}}$	$7.7834 \pm 0.0004$	$7.7834 \pm 0.0004$	days
$T_{\text{conj}}^{\text{a}}$	$3085.8 \pm 0.5$	$3086.30 \pm 0.18$	HJD
$a$	$0.066 \pm 0.001$	$0.066 \pm 0.002$	AU
$e$	$0.05 \pm 0.02$	$0.14 \pm 0.04$	
$K$	$0.93 \pm 0.03$	$0.84 \pm 0.06$	$\text{km s}^{-1}$
$\gamma$	$8.22 \pm 0.01$	$8.12 \pm 0.04$	$\text{km s}^{-1}$
$\omega$	$200.4 \pm 21.8$	$120.7 \pm 14.0$	degrees
$M_2 \sin i$	$6.54 \pm 0.57$	$6.15 \pm 0.59$	$M_{\text{jup}}$
$rms$	138.9	132.3	$\text{m s}^{-1}$
$\chi^2$	1.071	0.997	

<sup>a</sup> Time of periastron passage

tions come from to a planetary companion. However, it is possible that the RV variations actually come from a combination of phenomena (activity and planet).

Stellar magnetic activity may be influenced and enhanced by the presence of a close-in giant planet, as proposed by Cuntz et al. (2000), Cuntz & Shkolnik (2002), and Lanza (2008). Thus, this planetary companion could explain the high level of stellar activity detected. In a recent paper, Lanza (2009) proposes a new model that predicts the formation of prominence-like structures in very highly active stars with close-in giant planets. Also, as presented in Sects. 2 and 4.6, the large flares, with energy releases in the superflare regime, and the high rate of flare occurrence could find a source in addition to stellar activity in the reconnection of the stellar coronal field as the planet is moving inside the Alfvén radius of the star (Ip et al. 2004). In a forthcoming paper, we explore in detail these possible star-planet interactions (Hernán-Obispo et al. 2009c, in prep).

In addition, as suggested by the statistical analysis by Kashyap et al. (2008), the X-ray flux from stars with close-in giant planets is on average 4 times greater than those with more distant planetary companions. For the ‘close-in’ subsample, the X-ray luminosity is  $L_X = 10^{28.5} \text{ erg s}^{-1}$  on average. The X-ray luminosity of BD+20 1790 is 5 times brighter than this average, which is consistent with chromospheric and X-ray emission induced by the massive close-in companion (Lanza 2009).

Even though the stellar activity could swallow the RV signal of a planetary companion, we can detect it for BD+20 1790 b since it is a massive planet. The RV variation is large enough even though the RV accuracy is typically about  $150 \text{ m s}^{-1}$ .

Because of observational strategy (the data are not part of a planet-search program), the eccentricity is poorly constrained. Indeed there is no “a priori” reason to discard an eccentric orbit since the computed circularization time scale reaches several Gyr, but more data is required to properly characterize the eccentricity. RV optical and infrared follow-up over twice the RV period will enable us to constrain the orbital solution, as well as to confirm the presence of the planet. More massive exoplanets  $M_2 \sin i \sim 5M_{\text{jup}}$  with

orbital periods longer than about 6 days have eccentricities that are significantly higher than lower mass planets (Udry & Santos 2007). Another possibility is that additional undetected, longer period planets are maintaining the eccentricity of BD+20 1790 b. Both situations are discussed in detail by Wu & Murray (2003).

It is worth noting, however, that the star is metal-rich, as presented in Sect. 2. A correlation between stellar metallicity and planet mass is reported by e.g. Santos et al. (2001), Fischer & Valenti (2005), and Guillot et al. (2006). Massive planets tend to form around metal-rich stars; i.e., planets that orbit metal-rich stars also have higher mass cores. Compared to other planets of similar masses and orbits<sup>6</sup> and considering the statistical results described in recent reviews (Udry & Santos 2007), BD+20 1790 b does not exhibit unusual characteristics, except for its young age and its relatively high mass. We used a complimentary method to determine the stellar age from Mamajek & Hillenbrand (2008) (hereafter MH08), which uses the fractional X-ray luminosity,  $R_X = L_X / L_{bol}$ . MH08 demonstrate that  $R_X$  has the same age-inferring capability as the chromospheric index  $R'_{HK}$ . By using their Eq. [A3], we estimated an age for BD+20 1790 of up to 35 Myr. Considering a value for  $\log R'_{HK} = -4.2$  on average, we can also estimate the age with the new relation proposed by MH08, by Eq. [3]. We computed an age of up to 58 Myr. These values are in agreement with the range estimated by López-Santiago et al. (2006).

Lowrance et al. (2005) include this star BD+20 1790 in a coronagraphic survey of substellar companions using the coronagraph on NICMOS/HST and the 200-inch Hale Telescope (Palomar Observatory). No companions were found beyond 10 AU. However, the orbital solutions we find suggest a semi-major axis below 0.1 AU, clearly beyond their resolving capabilities.

Great care must therefore be taken when extrapolating properties of early stellar evolution stages from the characteristics of the later stages, since the current knowledge about planetary system evolution is still somewhat speculative. The diversity exoplanet properties requires that we rethink our ideas on planet formation and migration scenarios. Planets discovered around young stars could be the missing link that reconstructs the scenarios between exoplanets and protoplanetary disks. Indeed, further study of BD+20 1790 b has the potential of improving our understanding of planetary systems at early evolutionary stages.

## 4.7 Conclusions

This paper describes the investigation of RV variations for the young and active K5V star BD+20 1790. Based upon the analysis of the BIS of the CCF, as well as activity indicators and photometry, a planetary companion is shown to be the best interpretation. The orbital solution results in a companion with a mass in the planetary regime. No photometric period longer than 2.8 days strongly supports the planetary origin of the observed RV variations. Two solutions for the orbit are computed and discussed. The presence of a close-in massive planet could also be an explanation for the high level of stellar activity.

---

<sup>6</sup>Observational data for the more than 370 exoplanets are compiled on the *Extrasolar Planets Encyclopaedia* (<http://exoplanet.eu>), maintained by J. Schneider

Since the RV data are not part of a planet search programme, we can consider our results as serendipitous evidence of a planetary companion. Indeed additional RV optical and infrared follow-up will enable us to constrain the orbital solution, as well as confirm the presence of the planet. This is thus far the youngest main sequence star for which a planetary candidate has been reported.

*Acknowledgements.* We thank Calar Alto Observatory for allocation of director's discretionary time to this programme. This work was supported by the Spanish Ministerio de Educación y Ciencia (MEC) under grant AYA2005-02750, Ministerio de Ciencia e Innovación (MICINN) under grant AYA2008-06423-C03-03, and The Comunidad de Madrid under PRICIT project S-0505/ESP-0237 (ASTROCAM). MCGO acknowledges financial support from the European Commission in the form of a Marie Curie Intra European Fellowship (PIEF-GA-2008-220679). MHO and GAE thank Dr. Chriss Moss, support astronomer at the LT for his help and patience. Also MHO thanks Dr. Santos Pedraz, support astronomer at the Calar Alto Observatory for his help with DDT run. MHO is grateful to Dr. José Antonio Caballero for valuable discussions, and also Dr. Laurence R. Doyle for his suggestions that was the initial inspiration for this work. This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France. The authors gratefully acknowledge the valuable comments and suggestions of an anonymous referee that helped to improve the paper.

## Appendix A: Periodogram

---

We use a least squares periodogram approach to identify and visually illustrate the relevant periods in the data. It differs from the more classic Lomb-Scargle periodogram (Scargle 1982) in a few key aspects. For a given period  $P$ , a linear model of the form  $v_r = \gamma + A \cos(2\pi/Pt) + B \sin(2\pi/Pt)$  is fitted using a weighted least square to the data, and the  $\chi^2$  of the residuals is obtained. The  $\chi^2$  minima reveal the candidate signals of interest. One can represent the root mean square of the residuals (RMS) with respect to the period to show the relevant periods as minima. (This approach is used to illustrate the photometric periods in Fig. 4.3.) To recover a more familiar view of a periodogram, one can compute the *Power* of each period  $P$  as

$$\text{Power}(P) = \frac{(\chi_{\text{none}}^2 - \chi_P^2)/2}{\chi_P^2/(n_{\text{obs}} - 3)} \quad (4.1)$$

$$\chi_{\text{none}}^2 = \sum_i^{\text{obs}} \left( \frac{v_i - \langle v \rangle}{\sigma} \right)^2 \quad (4.2)$$

that follows a Fisher-F Distribution with 2 and  $n_{\text{obs}} - 3$  degrees of freedom and can be used to obtain a first hint of the FAP of a given solution. This definition of the power measures how much the  $\chi^2$  of the fit improves when a sinusoid of period  $P$  is included (see Cumming 2004 for a more detailed description).

Since analytical approaches tend to give optimistic confidence levels, it is desirable to obtain the FAP of a solution empirically. To make this, we generate a large number of synthetic datasets ( $10^5$ ) with the same sampling cadence (same dates) but only containing random noise. Then, for each realization, we compute the least squares periodogram and find the period with higher power, which will be a false alarm. A histogram of false alarms as a function of the Power is obtained and its complementary cumulative distribution gives the FAP of a given peak in our signal. The least squares periodogram of the RVS data and its associated empirical FAP probability distribution are shown in Fig. 4.4. Compared to the Lomb-Scargle periodogram, this approach allows a proper weighting of each observation and can be easily generalized to include other time-dependent effects in the signal at the period search level.





---

# Analysis of combined radial velocities and activity of BD+20 1790: evidence supporting the existence of a planetary companion

---

M. Hernán-Obispo<sup>1</sup>, M. Tuomi<sup>2,3</sup>, M.C. Gálvez-Ortiz<sup>4,2</sup>, A. Golovin<sup>5</sup>, J.R. Barnes<sup>6</sup>, H.R.A. Jones<sup>2</sup>, S.R. Kane<sup>7</sup>, D. Pinfield<sup>2</sup>, J.S. Jenkins<sup>8</sup>, P. Petit<sup>9,10</sup>, G. Anglada-Escudé<sup>11</sup>, S.C. Marsden<sup>12</sup>, S. Catalán<sup>13</sup>, S.V. Jeffers<sup>11</sup>, E. de Castro<sup>1</sup>, M. Cornide<sup>1</sup>, A. Garcés<sup>14</sup>, M.I. Jones<sup>15</sup>, N. Gorlova<sup>16</sup>, and M. Andreev<sup>17</sup>

<sup>1</sup> Dpto. de Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera, Facultad de Física, Universidad Complutense de Madrid, Avda. Complutense s/n, E-28040, Madrid, Spain

<sup>2</sup> Centre for Astrophysics Research, Science & Technology Research Institute, University of Hertfordshire, College Lane, Hatfield, Hertfordshire AL10 9AB, UK

<sup>3</sup> University of Turku, Tuorla Observatory, Department of Physics and Astronomy, Väisäläntie 20, FI-21500, Piikkiö, Finland

<sup>4</sup> Centro de Astrobiología (CSIC-INTA), Ctra. Ajalvir km 4, E-28850 Torrejón de Ardoz, Madrid, Spain

<sup>5</sup> Main Astronomical Observatory of National Academy of Sciences of Ukraine, Zabolotnogo str., 27, Kiev, 03680, Ukraine

<sup>6</sup> Department of Physical Sciences, The Open University, Walton Hall, Milton Keynes, MK7 6AA, U. K.

<sup>7</sup> Department of Physics & Astronomy, San Francisco State University, 1600 Holloway Avenue, San Francisco, CA 94132, USA

<sup>8</sup> Departamento de Astronomía, Universidad de Chile, Camino del Observatorio 1515, Las Condes, Santiago, Chile, Casilla 36-D

<sup>9</sup> Université de Toulouse, UPS-OMP, Institut de Recherche en Astrophysique et Planétologie, Toulouse, France

<sup>10</sup> CNRS, Institut de Recherche en Astrophysique et Planétologie, 14 Avenue Edouard Belin, F-31400 Toulouse, France

<sup>11</sup> Universität Göttingen, Institut für Astrophysik, Friedrich-Hund-Platz 1, 37077 Göttingen, Germany

<sup>12</sup> Computational Engineering and Science Research Centre, University of Southern Queensland, Toowoomba, 4350, Australia

<sup>13</sup> Department of Physics, University of Warwick, Coventry CV4 7AL, UK

<sup>14</sup> Institut de Ciéncies de l'Espai (IEEC-CSIC), Facultat de Ciéncies, Campus UAB, 08193, Bellaterra, Spain

<sup>15</sup> Department of Electrical Engineering and Center of Astro-Engineering UC, Pontificia Universidad Católica de Chile, Av. Vicuña Mackenna 4860, 782-0436 Macul, Santiago, Chile

<sup>16</sup> Institute of Astronomy, Katholieke Universiteit Leuven, Celestijnenlaan 200D BUS 2401, 3001 Leuven, Belgium

<sup>17</sup> Terskol Branch of Institute of Astronomy RAS, Kabardino-Balkaria Republic, 361605 Terskol, Russia

## Abstract

---

*Context.* In a previous paper we reported a planetary companion to the young and very active K5Ve star BD+20 1790. We found that this star has a high level of stellar activity ( $\log R'_{HK} = -3.7$ ) that manifests in a plethora of phenomena (starspots, prominences, plages, large flares). Based on a careful study of these activity features and a deep discussion and analysis of the effects of the stellar activity on the radial velocity measurements, we demonstrated that the presence of a planet provided the best explanation for the radial velocity variations and all the peculiarities of this star. The orbital solution resulted in a close-in massive planet with a period of 7.78 days. However, a paper by Figueira et al. (2010) questioned the evidence for the planetary companion.

*Aims.* This paper aims to more rigorously assess the nature of the radial velocity measurements with an expanded dataset and new methods of analysis.

*Methods.* We have employed Bayesian methods to simultaneously analyse the radial velocity and activity measurements based on a combined dataset that includes new and previously published observations.

*Results.* We conclude that the Bayesian analysis and the new activity study support the presence of a planetary companion to BD+20 1790. A new orbital solution is presented, after removing the two main contributions of stellar jitter, one that varies with the photometric period (2.8 days) and another that varies with the synodic period of the star-planet system (4.36 days). We present a new method to determine these jitter components, considering them as second and third signals in the system. A discussion on possible star-planet-interaction is included, based on the Bayesian analysis of the activity indices, which indicates that they modulate with the synodic period. We propose two different sources for flare events in this system: one related to the geometry of the system and the relative movement of the star and planet, and a second one purely stochastic source that is related to the evolution of stellar surface active regions. Also, we observe for the first time the magnetic field of the star, from spectropolarimetric data.

**Keywords:** Methods: Statistical – Techniques: Radial velocities – stars: activity – stars: individual (BD+20 1790) – stars: planetary systems

## 5.1 Introduction

---

The quest for planets around other stars has become one of the most successful and productive fields in Astronomy. Since the surprising discovery of 51 Peg b by Mayor & Queloz in 1995, the ever increasing rate of newly reported planets <sup>1</sup> has revealed a large variety of new and strange worlds, in some cases very different from the ones in our Solar System.

The exoplanetary zoo includes a wide range of properties and orbital configurations even challenging the theories of planetary formation and evolution (Udry & Santos 2007; Mordasini et al. 2009a, b). One of the most unexpected varieties of these “exo-worlds” were massive planets in close short orbits around their host stars, the so-called *Hot Jupiters*. Detection techniques such as the radial velocity (RV) method are especially sensitive to these massive exoplanets. Unfortunately, they are also sensitive to the effect of stellar activity. The imprint of a spot in the RV variations could mimic a planetary reflex motion with a period near to the stellar rotational period (Saar & Donahue 1997, Desort et al. 2007). This effect is more pronounced when studying young and active stars, in which the magnetic field and the phenomena related to it seem to occur on a more enhanced scale (see e.g. Hall 2008). The contamination by stellar activity could swallow the signal from a potential planetary companion and also provide false planetary detections (Queloz et al. 2001, Huélamo et al. 2008). Hence, a detailed study and characterization of stellar activity, to achieve a deeper understanding of its effects, are critical for disentangling the origin of the RV variations.

The analysis of observations based on the law of conditional probabilities, i.e. Bayes’ rule, has become one of the most powerful tools in extracting weak signals of planetary companions from noisy data (e.g. Gregory 2007a, b, Tuomi & Kotiranta 2009, Tuomi et al. 2011, Tuomi 2012, Tuomi et al. 2013, Jenkins et al. 2013, Jenkins & Tuomi 2014, Tuomi et al. 2014). The method enables us to equip each model with a probability of it being correct with respect to the other models given the observations (e.g. Ford & Gregory 2007). In addition, it is possible to receive approximations for the probability distributions of model parameters using the various posterior sampling techniques. All of these allow one to determine reliable and robust results from noisy data.

In this paper we present a simultaneous and complementary Bayesian analysis of the RVs and the chromospheric activity indices of BD+20 1790. Both are measured from the same spectra. The goal is to check whether the signal of the planetary companion proposed is still detected or is an artefact (artificial signal due to the sampling of the observations).

We model the measurement noise as in Tuomi et al. (2011, 2013, 2014), and do not make any assumptions regarding its magnitude in the different datasets from the various telescope-instrument combinations. As pointed out by Saar (2009) the stellar jitter is the sum of several components, caused by the different activity features (spots, plagues, flares, ...), stellar convection, etc. In addition to all these possible jitter sources, the stellar magnetic field configuration evolves and changes with time. In the “classic way” the stellar

---

<sup>1</sup>exoplanet.eu

jitter is fixed and determined from empirical equations that might underestimate or overestimate it, and consider only one source for the stellar jitter, mainly summarized with the  $\log R'_{HK}$  index. We present a new way to determine the stellar jitter without making any assumption about the jitter values. We determine that the RV variations come from a combination of three signals, where the main signal corresponds to the component from the planetary companion and the two others are related to activity.

The paper is organized as follows. A review of stellar and planetary companion properties and our previous work is summarised in Sect. 2. New photometric, spectroscopic and spectropolarimetric observations are shown in Sect. 3. The results of the combined Bayesian analysis of RV and activity indices are provided in Sect. 4. The new orbital solution for BD+20 1790 system is presented in Sect. 5. Results are presented in the context of a star-planet interaction scenario in Sect. 6. Finally, our results are discussed in Sect. 7 and summarized in Sect. 8.

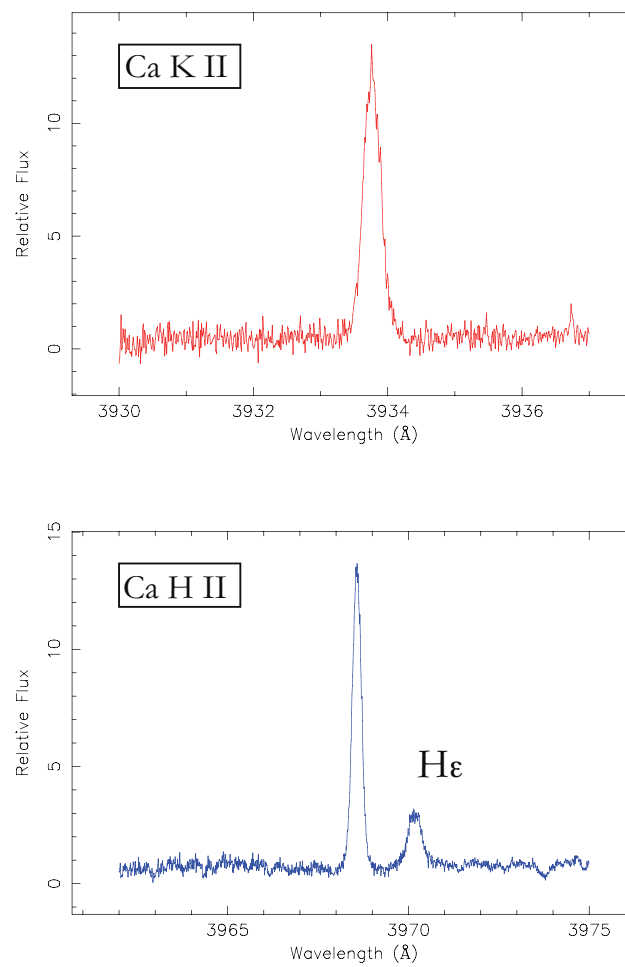
## 5.2 BD+20 1790 system: previous works

BD+20 1790 is a young exceptionally active K5Ve BY Dra late-type star. Main properties are detailed at Table 5.1. In our previous studies (Hernán-Obispo et al. 2005, 2007, 2010, López-Santiago et al. 2006, 2010), BD+20 1790 shows a high level of stellar activity that is manifested in a plethora of phenomena at different atmospheric layers.

We detected strong chromospheric emission, as suggested by all the chromospheric activity indicators being in emission above continuum (from Ca II H & K to Ca II infrared triplet). The Ca II H & K lines do not show clear evidence of a strong absorption feature with an emission reversal core, as seen in other active stars. Instead these lines always appeared in emission, indicating strong chromospheric heating (see Fig.5.1). The average  $\log R'_{HK} = -3.7$ , computed considering all the data, with and without flare state, is greater than that for Corot-2A, which is cited as one of the most active stars hosting a planet (Schröter et al. 2011).

Prominence-like structures were detected at latitudes far from the equatorial plane (Hernán-Obispo et al. 2005), as well as plage-like structures. From the modulation of the photometric light curve we reported the presence of photospheric spots, with a mean spot filling factor ( $f_s$  hereafter) up to 9%. We detected large energetic flares (energy released up to  $10^{37}$  erg) with a temporal decay of more than 3 hours, and a high rate of occurrence. The X-ray luminosity of BD+20 1790,  $\log L_X = 29.2$ , is high if we take into account that for K stars of similar youth the estimated  $\log L_X$  is about 28.8. This excess of X-ray emission could be related to large flares.

In comparison with objects with the same spectral type, rotational velocity ( $v \sin i$ ) and age range, BD+20 1790 presents a very high level of stellar activity. We compare the activity of this star with a large catalogue of single and binary stars collected and characterized by Montes et al (2001), López-Santiago et al. (2006), López-Santiago et al. (2010), López-Santiago (2005), Gálvez-Ortiz (2005). BD+20 1790 has a level of activity greater even than the binary systems in the catalogue.



**Figure 5.1:** An example of Ca II H & K lines for BD+20 1790 at quiescent state. Both lines appear always in strong emission over continuum, and do not show the reversal emission observed in other active stars.

The overall picture shows that the magnetic field of this star is a complicated puzzle to piece together.

López-Santiago et al. (2006) proposed its membership to the AB Dor moving group, with an estimated age-range between 35-80 Myr, using the equivalent width of Li I 6707 Å. We note here that there is a parallel debate in the literature about the age of the AB Dor moving group and the AB Doradus quadruple system itself. Age estimations range from 30 - 70 Myr, comparable with the youngest known open clusters (Zukerman et al. 2004, Lopez-Santiago et al. 2006, Close et al. 2007); to 150 Myr, coeval with the Pleiades open cluster (Luhnman et al. 2005, Ortega et al. 2007, da Silva et al. 2009, Barenfeld et al. 2013). For the AB Doradus system itself ages proposed ranged from 40 - 50 Myr (Guirado et al. 2011) to 50-100 Myr (Janson et al. 2007).

From Mamajek & Hillebrand (2008; MH08), by using the fractional X-Ray luminosity  $R_X$ , we inferred an age of up to 35 Myr for BD+20 1790. Also, from MH08 Eq [3], age can be estimated from  $\log R'_{HK}$ . Considering a mean value at quiescent state for  $\log R'_{HK}$  of -4.1, we determined an age of up to 58 Myr. An additional estimation can be obtained by using gyrochronology. From the MH08 relations, that improved the ones in Barnes (2007), we derived an age of up to 38 Myr.

From the analysis of 91 RV data points taken in different epochs spanning six years, a careful study and deep discussion about the effects of the stellar activity on the RV measurements, we proposed in Hernán-Obispo et al. (2010) (hereafter Paper I) the existence of a planetary companion to explain both the RV variations and the high stellar activity level. Readers are referred to Sect. 4 in Paper I for further details on that study and the discussion on the nature of RV variations. The Keplerian fit of the RV data yielded a solution for a close-in massive planet, with a period of 7.78 days and a  $M \sin i \approx 6 M_J$ .

Figueira et al. (2010) (hereafter F10) questioned the planet candidate, providing new RV data obtained with CORALIE, that span 55 days between December 2009 to February 2010. They carried out two campaigns (of 21 and 8 days respectively); finding RV amplitudes significantly different from those reported in Paper I, up to  $230 \text{ m s}^{-1}$  peak-to-peak for Set 1 (December) and up to  $460 \text{ m s}^{-1}$  for Set 2 (February). This difference in RV amplitude between the two sets of CORALIE data (second is twice the first set) and with the RV amplitude derived in Paper I (almost  $900 \text{ m s}^{-1}$ ), is intriguing. The CORALIE radial velocity data suggest a dramatic decrease of the strength of the magnetic field. As it is presented in forthcoming sections, twelve years of photometric and spectroscopic monitoring (including contemporaneous with the F10 data) indicate to us that the stellar activity never reaches the debilitation levels that the CORALIE radial velocities imply. Although there are variations between seasons, the lowest level of activity is greater than the CORALIE radial velocities suggest. Conversely, the analysis of the activity indicators of CORALIE data shows that the star has a high level of stellar activity.



**Table 5.1:** Parameters of BD+20 1790 and the planet candidate

Parameter	Value	Reference
Spectral Type	K5 V	(a)
$B - V$	1.15	
$M(M_{\odot})$	$0.63 \pm 0.09$	(b)
$T_{\text{eff}}$	4410 K	(b, c)
$\log g$	$4.53 \pm 0.17$	(b)
$EW(\text{Li})$	$110 \pm 3 \text{ m\AA}$	(b)
<i>Distance</i>	$25.4 \pm 4 \text{ pc}$	(d)
<i>Age</i>	35 - 80 Myr	(e)
$v \sin i$	$10.03 \pm 0.47 \text{ km s}^{-1}$	(b, f)
$P_{\text{phot}}$	$2.801 \pm 0.001 \text{ days}$	(b)
$i$	50.41 degrees	(b)
$R(R_{\odot})$	$0.71 \pm 0.03$	(b)
$[Fe/H]$	$0.30 \text{ dex} \pm 0.20$	(b)
$L_X$	$1.6 \pm 0.5 \cdot 10^{29} \text{ erg s}^{-1}$	(b)
$L(L_{\odot})$	$0.17 \pm 0.04$	(b)
$\log R'_{HK}$	-3.7	(g)

(a) Jeffries (1995); (b) Hernán-Obispo et al. (2010); (c) McCarthy & White (2012); (d) Reid et al. (2004); (e) López-Santiago et al. (2006); (f) López-Santiago et al. (2010); (g) This work.

### 5.3 Observations and Data Analysis

---

In addition to the data reported in Paper I, photometric, spectroscopic and spectropolarimetric observations were taken over 2009-2014, to continue our study and characterization of the stellar activity of this object. Details of the observations are given at Table 5.2, Table 5.3 and Table 5.4. To see details of observations from Paper I, readers are referred to Table 2 at Hernán-Obispo et al. (2010).

#### 5.3.1 Spectroscopic data

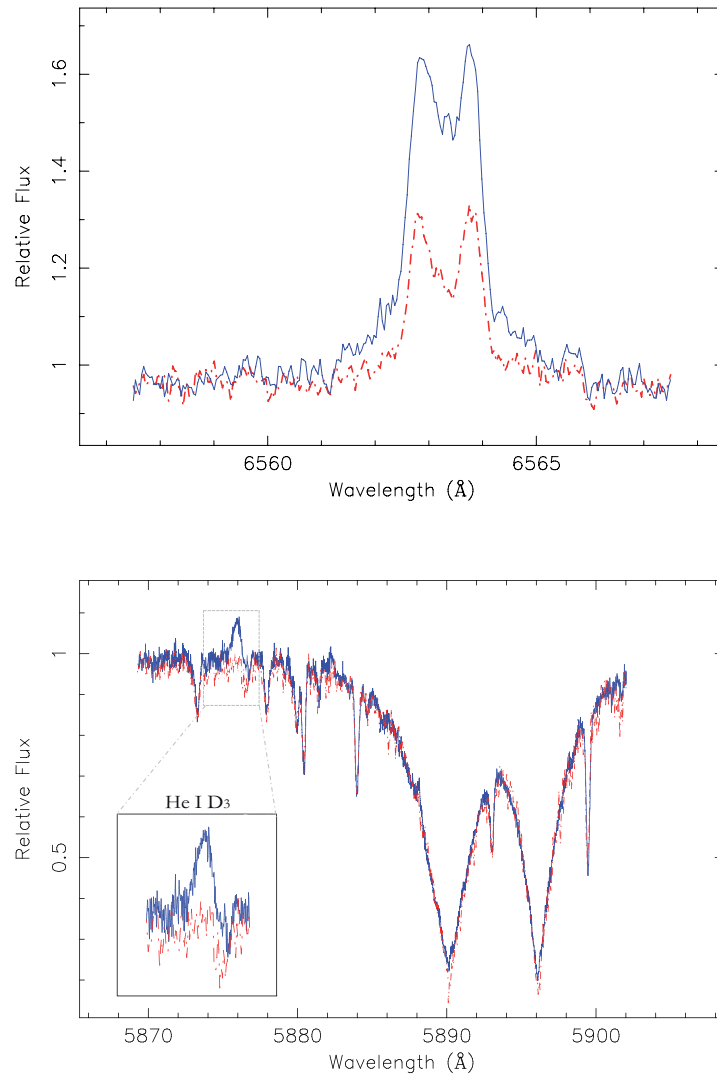
Our initial observational strategy was designed to spectroscopically follow-up the time varying chromospheric activity indicators, with high temporal and spectral resolution. In addition to these, spectroscopic observations with HARPS-N were carried out, in four separated runs. Although bad weather prevent us to get the expected number of RV points. Apart from further compilation of high quality RV data to discriminate the nature of the RV variations, HARPS-N data were used to compare with the CORALIE data, and to confirm whether we were able to detect the planetary signal.

Except for the HERMES and HARPS-N data, the rest of the data, target star and standards, were reduced following standard procedures using the routines in the IRAF<sup>2</sup> *echelle* package. The spectra taken with HERMES (Raskin et al. 2011) were reduced using a dedicated automated data reduction pipeline and radial velocity toolkit (HermesDRS version 4.0) that provides full data reduction and calibration. HARPS-N pipeline supply science quality extracted spectra through a standard process: localization of the spectral orders on the 2D-images, optimal order extraction, background subtraction, cosmic-ray rejection, corrections of flat-field and wavelength calibration (Cosentino et al. 2012).

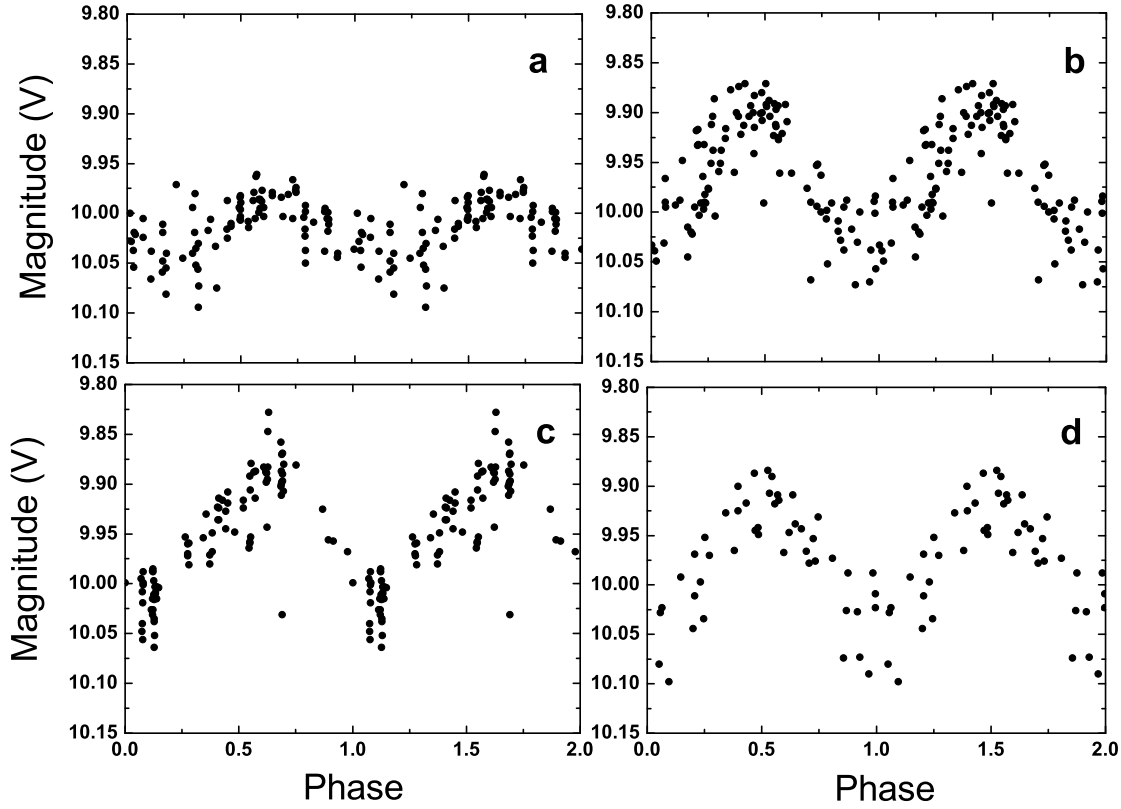
Heliocentric radial velocities were determined following the same procedure as Paper I (see paper for details). For the spectra taken with HERMES, we measured RV in the same way as the rest of the data, but we also used the RV toolkit from the HERMES pipeline to double check for consistency, which was established. For HARPS-N data, we obtained the RV measurements and corresponding errors through the HARPS-N on-line pipeline, based on the numerical cross-correlation function (CCF) method (Baranne et al. 1996) with the weighted and cleaned-mask modification (Pepe et al. 2002), by applying the K5 mask, the same spectral type as BD+20 1790. Moreover, to calculate the mean RV of every spectra we avoided orders that contain emission lines, to especially control the contamination of RV from smaller or moderate flares. As shown by Reiners (2009), giant flares can have a strong effect on RVs. These kinds of strong flare events affected the whole spectrum, not only increasing chromospheric emission lines, but also the continuum including orders far away from emission lines. Reiners (2009) have shown that the RV shift could be up to 600 m/s for large flares on the mid-M star CN Leo, and recommended that these affected data should not be used to determine RV variations (see also Barnes et al. 2014). We detected two large flares in the HARPS-N data, for 2013 February

---

<sup>2</sup>IRAF is distributed by the National Optical Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under contract with the National Science Foundation.



**Figure 5.2:** **Top:** H $\alpha$  line for 2013 February 22 (HARPS-N). Red dashed lines are for quiescent state. The EW (H $\alpha$ ) changes between  $-0.86$  Å (quiescent state) to  $-1.89$  Å (flare state). **Bottom:** He I D<sub>3</sub>, Na I D<sub>1</sub> and D<sub>2</sub> lines for 2013 February 22 (HARPS-N). Red dashed lines are for quiescent state. Note the He I D<sub>3</sub> line (5876 Å) strong emission and the filling in of the Na I D<sub>1</sub> and D<sub>2</sub> lines during the flare.



**Figure 5.3:** Sample light curves from ASAS data, folded with  $P_{rot}$  period. a) 2002-2003 data; b) 2003-2004 data; c) 2004-2005 data; d) 2007-2008 data; note the scale constancy.

22 and 2014 January 21. Those flare events are the most powerful we have observed over all runs. In Fig. 5.2 is shown the  $H\alpha$  and He I  $D_3$  lines for February 22. The quiescent state is also shown with a dashed line to highlight the increased emission. The He I  $D_3$  line (5876 Å) can be seen in absorption in both, Sun and active stars, with the exception of strong solar flares and during stellar flares, where it is observed in emission (Robinson & Boop 1987, Montes et al. 1997, 1999, Oliveira & Foing 1999, García-Álvarez et al. 2003). He I emission can also be seen in relation with accretion in really young stars, but no other accretion signatures are seen in the spectra of BD+20 1790.

Spectroscopic indices of the main chromospheric activity indicators (Ca II H & K, Balmer lines, He I  $D_3$  region, Ca II infrared triplet lines) were measured, following Saar & Fisher (2000) and Bonfils et al (2007). Due to the different wavelength coverage of the spectrographs, the number of data points is not the same for all the indices.

We also analysed the CORALIE data from F10, measuring the activity indices and characterising the chromospheric features and flare events detected. The CORALIE RV-data were provided by Figueira (priv. comm.).

**Table 5.2:** Observing runs

Date	Telescope	Instrument	CCD chip #	Spect. range (Å)	Orders	Dispersion (Å/pix)	FWHM (Å)	S/N
31/01/2008	2.2m <sup>a</sup>	FOCES	2048x2048 15μm LORAL-#11i	3830 - 10850	96	0.03 - 0.07	0.09 - 0.26	80
31/03-2/04/2010	TNG <sup>b</sup>	SARG	2148x4200 13.5μm EEV	5480 - 10120	51	0.08 - 0.14	0.16 - 0.32	140
9-11/02/2009	NOT <sup>c</sup>	FIES	2000x2000 15μm EEV42-40	3620 - 7360	79	0.02 - 0.04	0.05 - 0.11	70
22-25/12/2010	MERCATOR <sup>d</sup>	HERMES	2048x4608 24μm E2V42-90	3770 - 9000	58	0.016 - 0.13	0.08 - 0.35	120
27-31/12/2012	TNG <sup>b</sup>	HARPS-N	4k4 24μm E2V	3830 - 6930	68	0.03 - 0.06	0.03 - 0.06	30
22-25/02/2013	TNG <sup>b</sup>	HARPS-N	4k4 24μm E2V	3830 - 6930	68	0.03 - 0.06	0.03 - 0.06	30
21-24/01/2014	TNG <sup>b</sup>	HARPS-N	4k4 24μm E2V	3830 - 6930	68	0.03 - 0.06	0.03 - 0.06	30
18/05/2014	TNG <sup>b</sup>	HARPS-N	4k4 24μm E2V	3830 - 6930	68	0.03 - 0.06	0.03 - 0.06	30

<sup>a</sup> 2.2 m telescope at the German Spanish Astronomical Observatory (CAHA) (Almería, Spain).

<sup>b</sup> 3.58 m *Telescopio Nazionale Galileo* (TNG) at Observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma, Spain).

<sup>c</sup> 2.5 m *Nordic Optical Telescope* (NOT) at Observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma, Spain).

<sup>d</sup> 1.2 m MERCATOR Telescope at Observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma, Spain).

**Table 5.3:** Log of ASAS-observations of BD +20 1790

Year	$T_{start}$ 2450000+	$T_{end}$ 2450000+	$N_{points}$
2002 - 2003	2621	2760	90
2003 - 2004	2912	3132	105
2004 - 2005	3291	3425	95
2005 - 2006	3657	3796	29
2006 - 2007	4089	4162	10
2007 - 2008	4391	4591	47
2008 - 2009	4762	4916	37

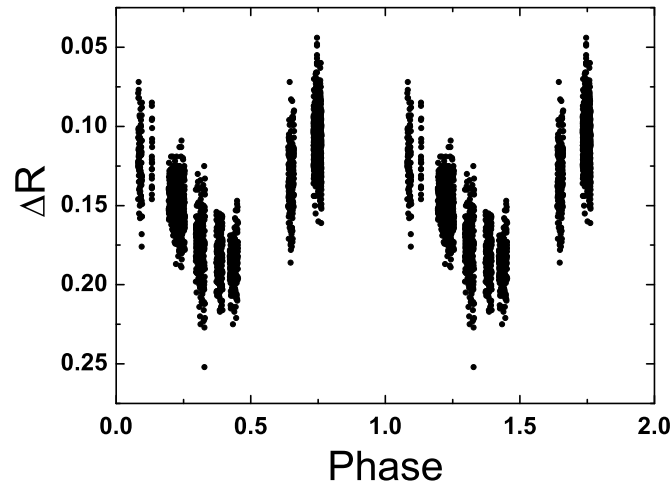
### 5.3.2 Photometric data

We were mainly concerned with testing whether the magnetic field could have changed as dramatically as is suggested by the CORALIE radial velocities analysis of F10. To investigate this we performed almost simultaneous spectroscopy and photometry in March-April 2010, even contemporaneous with the CORALIE observations. Photometric follow-up was carried out at the Terskol Observatory (Russia) during 10 nights (see Table 5.4), by using the Zeiss-600 telescope with the PixelVision CCD camera (2 nights) and the Meade 14" telescope, equipped with STL-1001 CCD camera (8 nights). The data set contains 2816 points. Data were heliocentrically corrected and the light curves were folded with the rotational period as displayed in Fig. B.2.

We also analysed ASAS-3 survey data (The All Sky Automated Survey; see Pojman-ski 2002 for description of equipment and data pipeline) for BD+20 1790. Observations were carried out in the V-band during 2002-2009 (see Table 5.3 for details). A Discrete

**Table 5.4:** Log of Terskol-observations of BD +20 1790

Date	Telescope	CCD
26/27 March 2010	Z-600 (0.6m)	PixelVision
30/31 March 2010	Z-600 (0.6m)	PixelVision
28/29 March 2010	Meade (0.35m)	STL-1001
02/03 April 2010	Meade (0.35m)	STL-1001
08/09 April 2010	Meade (0.35m)	STL-1001
10/11 April 2010	Meade (0.35m)	STL-1001
11/12 April 2010	Meade (0.35m)	STL-1001
16/17 April 2010	Meade (0.35m)	STL-1001
19/20 April 2010	Meade (0.35m)	STL-1001
20/21 April 2010	Meade (0.35m)	STL-1001

**Figure 5.4:** Light curve of BD+20 1790 based on Terskol photometry and folded with rotational period.

Fourier Transformation was applied in order to estimate with better accuracy the known photometric period, and a dominant periodicity of  $P_{rot} = 2^d 79673 \pm 0^d 000075$  was revealed. Sample light curves, folded with this period are displayed on Fig. 5.3.

A comparison of the eight-year light curves revealed that light curve minima occur at similar phases as shown in Fig. 5.3 and Fig. B.2, indicating a configuration of photospheric activity that is very persistent in its location on the star. This suggests the presence of persistent dominant activity centered on a fixed longitude on the star. Stable active regions at the same longitude are also observed in RS CVn binaries (Howard 1996). The level of activity, size of the active region or number of spots in the active region is clearly variable with time, since the amplitude variability of the light curves is not constant. We find that  $\Delta V$  varied from 0.145 to 0.22 (see Fig. 5.3). The technique of Doppler imaging (Vogt 1983 & 1987) enables starspots to be resolved on the surface of rapidly rotating stars, but requires sufficient resolution elements across the rotation profile to enable reliable reconstruction of spot distributions. As we noted in Hernan-Obispo et al. (2010), with a  $v \sin i \sim 10 \text{ km s}^{-1}$ , BD+20 1790 is not amenable to this technique. In addition, it is possible

to obtain an estimate of the spot pattern using lightcurves alone. However, while simultaneous light curves at multiple passbands can in theory help to constrain the contrast of spots, the problem is highly degenerate with one photometric passband for single stars, even with image regularisation such as maximum entropy.

### 5.3.3 Spectropolarimetric data

BD+20 1790 was observed with the NARVAL spectropolarimeter (Aurière 2003) at the Bernard Lyot Telescope of Pic du Midi Observatory. The instrument was used in its polarimetric configuration, and two spectra of the star were collected, on 2013 April 22 and May 04. Each observation provides us with both intensity (Stokes I) and circularly polarized (Stokes V) measurements, in a search for Zeeman signatures of surface magnetic fields. The data reduction and analysis was a strict duplicate of the one proposed by Marsden et al. (2013) for other cool active stars. The Least-Squares-Deconvolution cross-correlation technique (hereafter LSD, Donati et al. 1997) was applied to both Stokes I and V spectra, using a line-mask computed for stellar atmospheric parameters close to those of the star. By doing so, about 15,000 spectral features were simultaneously incorporated in the analysis, and both resulting LSD pseudo-line profiles display clear Stokes V signatures that we interpret as the spectral imprint of the stellar photospheric field through the Zeeman effect (see Fig. 5.5). Applying the centre-of-gravity technique to estimate the line-of-sight projection of the stellar magnetic field (Rees & Semel 1979), we derive values of  $-19.6 \pm 2.3$  G and  $-67.8 \pm 2.5$  G for April 22 and May 04, respectively. These field values are in global agreement with measurements reported by Marsden et al. (2014) for stars of similar  $R'_{HK}$  levels, and show that BD+20 1790 is an excellent possible target for magnetic mapping through Zeeman-Doppler Imaging methods.

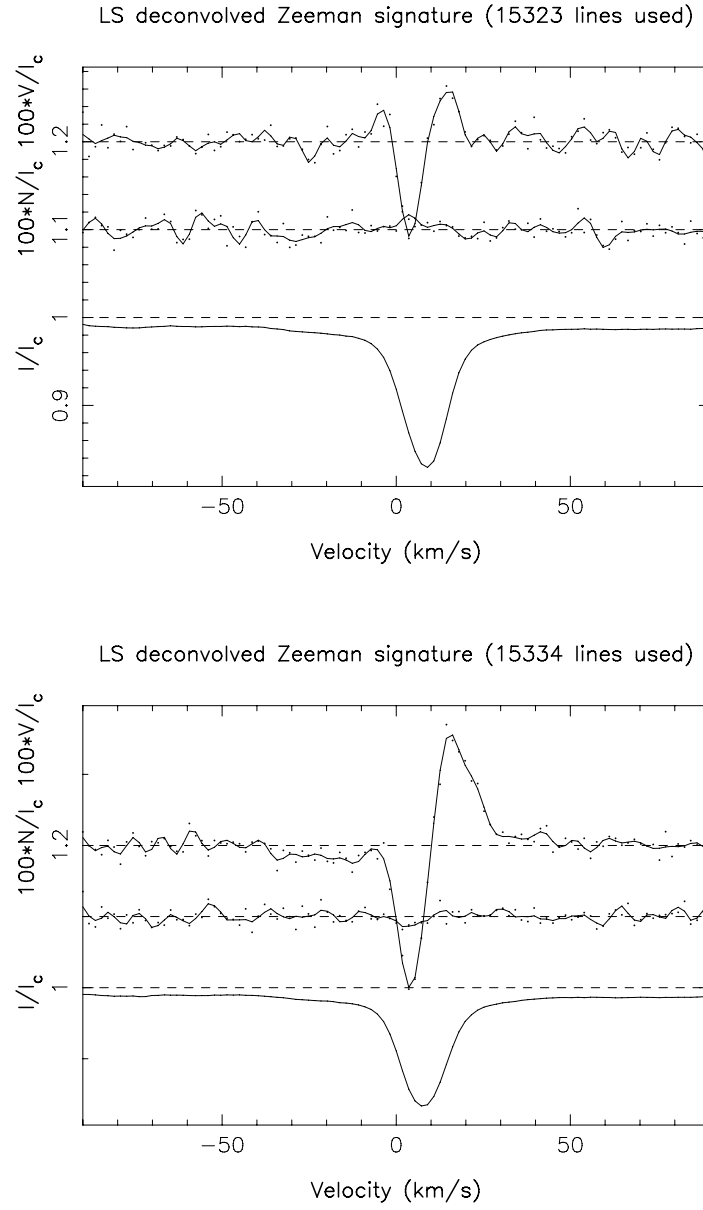
## 5.4 Results

We analyse the RV data and various activity indices using samplings of posterior probability densities of the statistical models. We use the adaptive Metropolis algorithm (Haario et al. 2001) that is well suited for analyses of RV data because it provides representative samples from the posterior probability density in terms of close-Markovian chains regardless of the initial choice of the parameter vector or its covariance matrix (e.g. Tuomi 2011; Tuomi et al. 2011). To speed up the convergence of these chains, the initial parameter vectors in these samplings were set according to periodicities corresponding to the strongest peaks in the Lomb-Scargle periodograms (Lomb 1976; Scargle 1982) of the data.

When calculating the posterior probabilities of the different models, we use a sufficient burn-in period to allow the chain to converge to the posterior density. After this burn-in period, we fix the proposed density of the sampling, making the process the Markovian Metropolis-Hastings algorithm (Metropolis et al. 1953; Hastings 1970), and use the method of Chib & Jeliazkov (2001) to calculate estimates for the marginal likelihoods and the corresponding model probabilities.

We model the RVs with a statistical model containing periodic signals and reference





**Figure 5.5:** LSD profiles of BD+20 1790 for 2013 April 22 (top panel) and 2013 May 04 (bottom panel). For each panel, the upper plot shows the Stokes V LSD profile (normalized to the continuum level, expanded by 100 times and shifted up by 0.2), the middle plot shows the Null LSD profile (again normalized expanded by 100 times and shifted up by 0.1) and the lower plot shows the Stokes I normalized LSD profile.

velocities for each telescope-instrument combination. We assume that the measurements have a Gaussian distribution with an unknown variance. As prior densities of the parameters of our statistical models, we use the same functional forms as in Ford & Gregory (2007).

#### 5.4.1 Bayesian analysis of RV data

According to our results, the FIES, FOCES, HERMES, and SARG radial velocities data are consistent with one another. They all contain a strong periodicity at 7.78 days corresponding to the proposed planetary signal reported in Paper I (see details at Sect. 4. 2.). However, as noted by F10, this periodicity is not present in the CORALIE radial velocities despite the fact that its large amplitude of  $872 \text{ ms}^{-1}$  should have enabled a detection. We analysed the CORALIE-RV data by performing Markov Chain Monte Carlo (MCMC) samplings of the parameter space of the one-Keplerian model. We especially searched the period-space between 1 and 10 days by limiting the parameter space of the period to this interval. However, we could not find clear probability maxima corresponding to periodic signals. Instead, we found the period-space to consist of several local maxima out of which none was found clear enough to constrain the corresponding periods. We also analysed the CORALIE RV-data together with the combined FIES, FOCES, HERMES and SARG data by performing MCMC samplings of the parameter space. While the strongest signal with a periodicity of 7.78 days was still found in this data set composing of RV observations, the corresponding one-Keplerian model resulted in a poorer fit to the CORALIE data than a model without any signals. This was especially indicated by studying the periodogram of the CORALIE data and their residuals - the residuals of the one-Keplerian model showed a strong power at 7.78 days while there were no significant powers in the original measurements.

Therefore, the CORALIE RV-data were clearly inconsistent with the rest of the measurements.

#### 5.4.2 Searching for activity-related periodicities in RV data

Because of the active nature of BD+20 1790, we also searched for activity-related periodicities in the RV. While additional periodicities were not statistically significant in the individual FIES, FOCES, HERMES, and SARG radial velocities with threshold probability of 99%, the combined data set was found to have two additional periodicities at 2.69 and 4.36 days, corresponding to RV amplitudes of 156 and 165 m/s. We calculated the Bayesian model probabilities for models with 0-3 periodic signals. These probabilities are  $4.3 \times 10^{-97}$ ,  $3.8 \times 10^{-27}$ ,  $4.1 \times 10^{-9}$  and  $\sim 1.0$ , respectively, for the combined data. According to these probabilities, the periodicity at 7.78 days is very clearly present in the data, the 4.36 day period is the second strongest - the posterior probability of the two-periodicity model is roughly  $1.0 \times 10^{18}$  times more probable than that with a single periodicity. The three-periodicity model receives the greatest posterior probability of  $1 - 4.9 \times 10^{-9}$ , which means that we can detect the 2.69 day periodicity in the RVs data with strong confidence, likely corresponding to the stellar rotation period. These signals are shown in Fig. 5.6 for the combined data set.

The 4.36 day signal corresponds with the synodic period of the star-planet system ( $P_{\text{syn}}^{-1} = |P_{\text{rot}}^{-1} - P_{\text{orb}}^{-1}|$ ). Because the rotation of the planet is not synchronized with the stellar rotation, it allows us to separate the modulations from signals at different periods (orbital, rotational, synodical). The synodic period is the time between two subsequent crossings of a given meridian to the sub-planetary point, i. e., between two successive alignments of an active surface region and the planet.

The stellar jitter is not expected to be sinusoidal, because we are comparing data from different epochs with different levels of activity, and also the effect of flares introduces a stochastic noise into the data, that could swallow a sinusoidal fit.

The Bayesian analysis of the CORALIE-RV data did not reveal the 7.78 day signal or the one claimed by F10 close the photometric period.

### 5.4.3 Bayesian analysis of chromospheric activity indices

The aim to perform a Bayesian analysis of the activity indicators, apart from finding periodicities, was to check if the 7.78 day signal is a real period. If the 7.78 day signal is a misleading signal, an artefact due to the manner in which the observations were made, it should be detected in every parameter that we measured from the spectra. To test this, we carried out a simultaneous analysis of the activity indices, measured from the same spectra as the RV. Two analyses were performed, first considering the whole data sets without CORALIE, and a second for CORALIE data only.

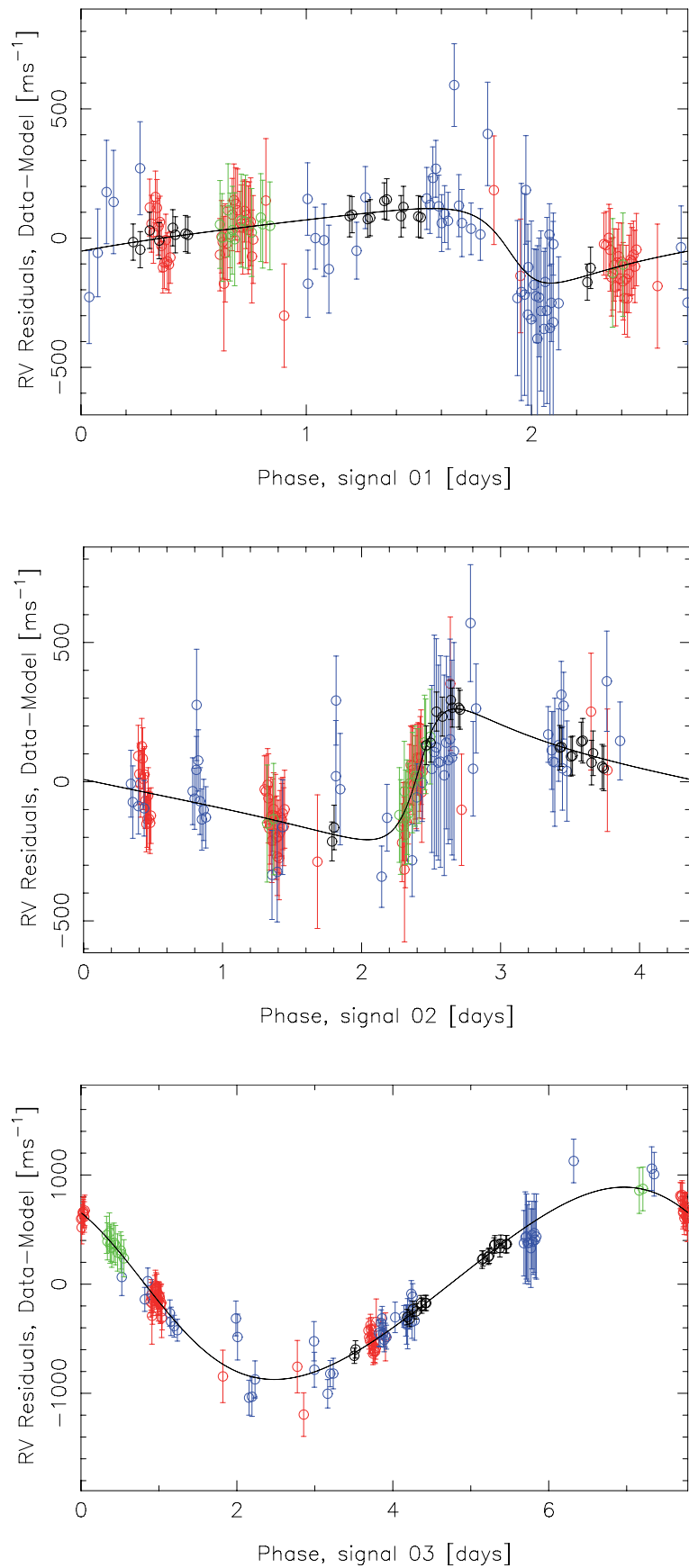
In the first case, the Bayesian analysis of the  $H\alpha$  index revealed a strong modulation with 4.36 days and moderately strong one with 2.7 days. For  $H\beta$  we found a strong signal at 4.30 days, likely corresponding to the 4.36 day signal, and another strong signal at 2.62 days. As expected the 7.78 day period is only seen in the RV data. It has no photometric and no chromospheric counterpart. The variations of the Ca II IRT indices showed similar trends. We cannot find significant signals at He I  $D_3$ . We performed the Bayesian analysis for the non-flare affected data of  $H\alpha$  and He I  $D_3$  indices. We found the 2.7 and 4.36 day signal in the  $H\alpha$  index but not in the He I  $D_3$ .

We studied mainly the variability of the  $H\alpha$ ,  $H\beta$  and Ca II IRT indices, instead of the traditional Ca II H & K, because of their low S/N for mid-K stars that are redder and fainter at these wavelengths. The mean S/N in our runs for every indicator are: Ca II H & K  $\sim 9$ ,  $H\alpha \sim 56$ ,  $H\beta \sim 36$  and for Ca II IRT  $\sim 60$ .

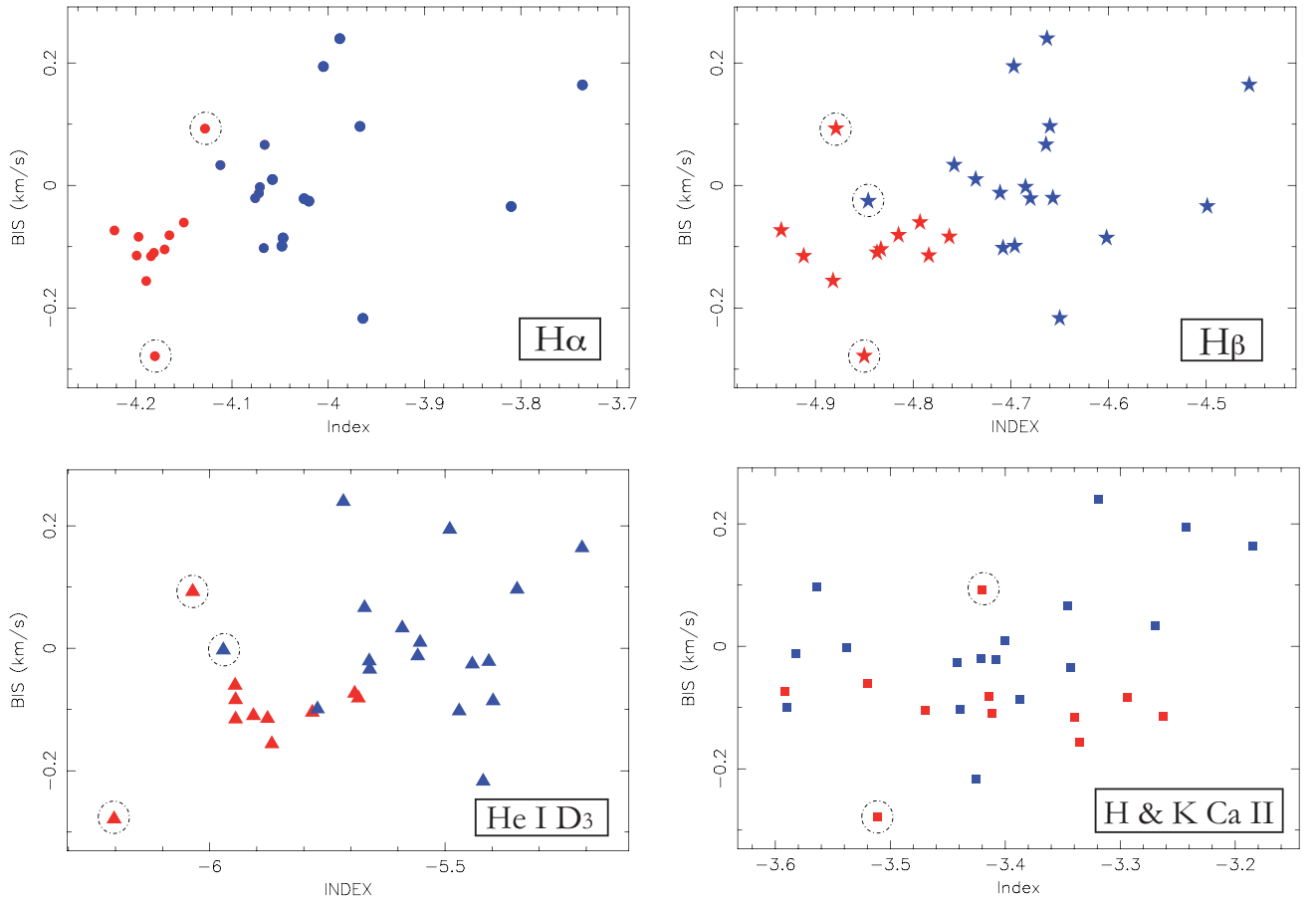
The Bayesian analysis of the CORALIE activity indices showed trends of some periodicities, but we cannot quantify them because their amplitudes do not exceed the average level of random variations in the data.

### 5.4.4 Jitter from flares in the CORALIE data

A high rate of flare events is detected in the CORALIE data: 16 of a total of 26 spectra show flare activity. Table 5.5 summarizes the number of flares found in all the runs, and in the case of CORALIE data, indicating the number of flares present in both data sets.



**Figure 5.6:** The three signals in the combined FIES (green), FOCES (blue), SARG (red), and HERMES (black) radial velocities corresponding to the 2.69 (top), 4.36 (middle), and 7.78 (bottom) periodicities with the other signals subtracted.



**Figure 5.7:** Activity index vs. BIS for CORALIE data. Blue symbols represent flare affected indices. Red symbols represent the data without flare activity. Circles are for  $H\alpha$ , stars for  $H\beta$ , triangles for  $He I D_3$ , squares for  $Ca II H \& K$ . It can be seen that the scatter for the BIS is higher when a flare event occurs. Points that are marked with a dashed circle present a peculiar behaviour that is discussed in the text. Error bars for indices are about 0.001 and for BIS about 0.0001 km/s.

**Table 5.5:** Number of flares for the CORALIE run (both Set 1 and Set 2), HARPS-N all runs, and for the rest of the runs (FIES, FOCES, MERCATOR and SARG runs, see Table 5.2 on this paper and Table 2 at Paper I for further details).

Run	<i>Flare</i>	<i>Total</i>	<i>Flare – Rate</i>
CORALIE Set1	10	18	55%
CORALIE Set2	6	8	75%
CORALIE All	16	26	61%
HARPS-N	4	8	50%
Rest of runs	16	27	59%
Total	36	61	59%

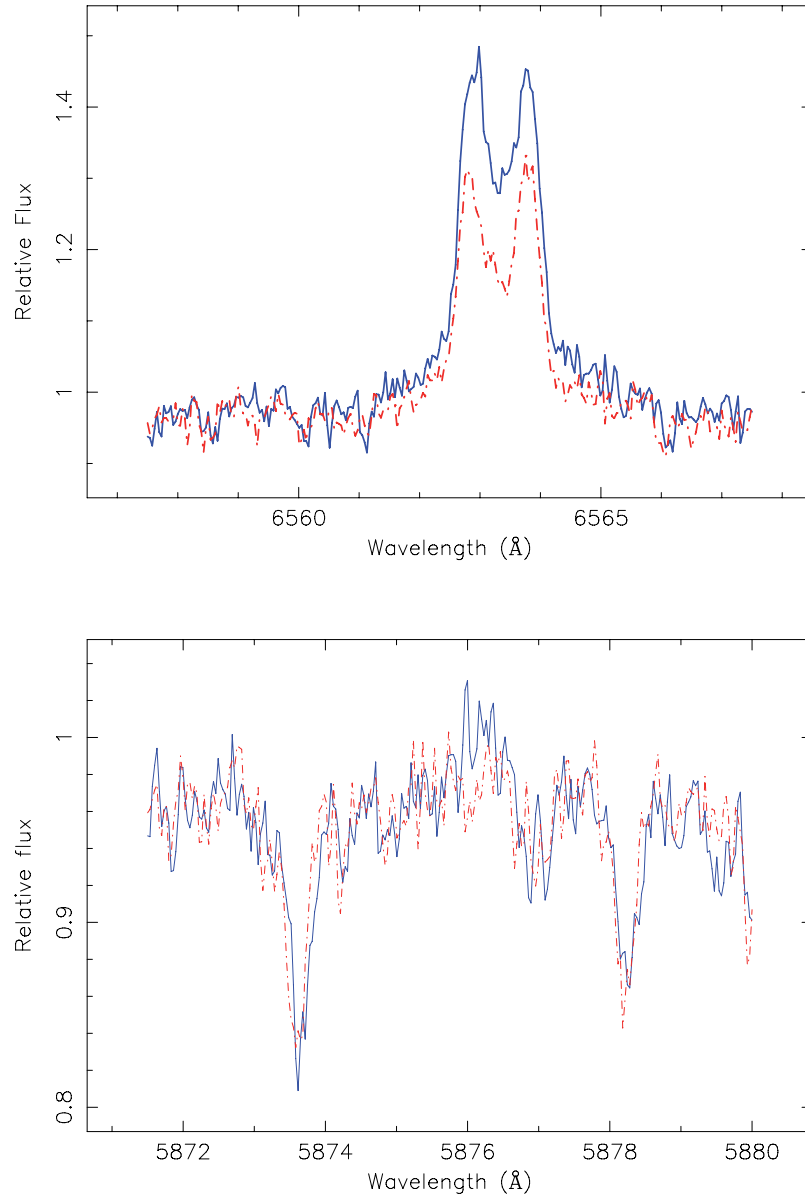
The relationship between the bisectors of the cross-correlation function (CCF), and RV is widely used to discriminate if the variations of RV are due to stellar activity or a planetary companion. To quantify the changes in the shape of the CCF, the bisector inverse slope (BIS; see Queloz et al. 2001 for details about the method) is computed.

As we reported for first time in Paper I, BIS are strongly sensitive to flares (for further details see Sect. 4. 3 and Fig. 12 at Paper I). Set 2 is dominated by flare activity (6 of 8), whereas more than half of the measurements of Set 1 present a flare event. Using the same analysis as we carried out in Paper I, we investigated whether the CORALIE BIS data could be contaminated by flares. We show the plots of BIS vs. different activity indices in Fig. 5.7, where flare-affected and non-affected are pointed out with different colors (red for quiescent state and blue for flare state). The scatter in the case of flare-affected BIS is clearly appreciable in the case of the Balmer lines, and He I  $D_3$ .

The three points marked with a dashed circle present a peculiar behaviour. The two quiescent-state points show unusual low activity level in comparison with the rest. The blue point marked with a dashed circle shows an apparently similar index to the value for the nearest quiescent point but appears clearly to be a in flare state in Fig. 5.8. If we plot the  $H\alpha$  and He I  $D_3$  lines for this point vs. the quiescent it can be seen that the star is flaring (See Fig. 5.8).

Fig. 5.7 also illustrates the response in height of the chromosphere when a flare occurs, as the different activity indices form at different heights (and therefore at different temperature). He I  $D_3$  forms in the upper chromosphere, Balmer lines in the middle chromosphere and Ca II H & K lines in the middle and low chromosphere. Apart from this, every emission line decays with a different time scale, with the Ca II H & K lines being the more delayed. Ca II H & K have a slower response to the flare than the He I  $D_3$  line, that rises rapidly and the Balmer lines, that follow He I  $D_3$ .

Considering all this information, we plotted in Fig. 5.9 the RV vs. BIS for the CORALIE data, marking flare (blue symbols) and no-flare (red symbols) states. This figure corresponds to Fig. 4 of F10 paper. As can be seen in Fig. 5.9, the RV data contaminated by flares anti-correlate with BIS (Pearson correlation coefficient  $r = -0.808229$ ), whereas the data without flares show a lack of correlation. This indicates that, as presented above, the BIS are strongly sensitive to flares, and also pointed out that the BIS are not a good discriminator when the data are flare-contaminated. Also we should analyse with care



**Figure 5.8:** **Top:** H $\alpha$  line for the blue point marked in Fig. 5.7. **Bottom:** He I  $D_3$  line for the blue point marked in Fig. 5.7. The red dashed line is indicating the quiescent state.

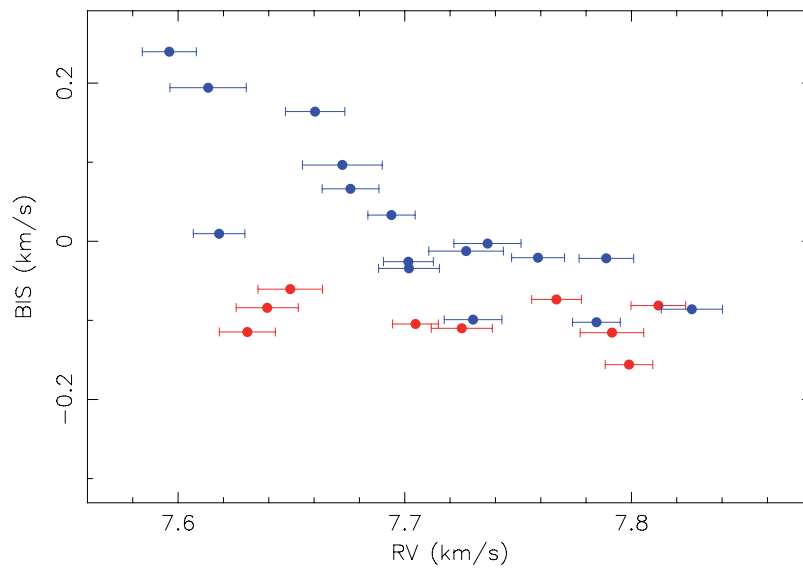
these RV measurements affected by flares.

#### 5.4.5 Fake star model and signals detected at CORALIE data

In order to test if we are able to recover the planetary signal with software similar to the CORALIE pipeline, we generated a fake star model, consisting of spot jitter and a Keplerian signal. The aim of this experiment was to try to recover the signals that we introduced in the fake data.

While image reconstruction from light curves can yield an indication of the dominant spot longitude, latitudinal information is unreliable for the reasons outlined in Sect 3.2. However, since images can nevertheless be derived, they can then be used in a for-



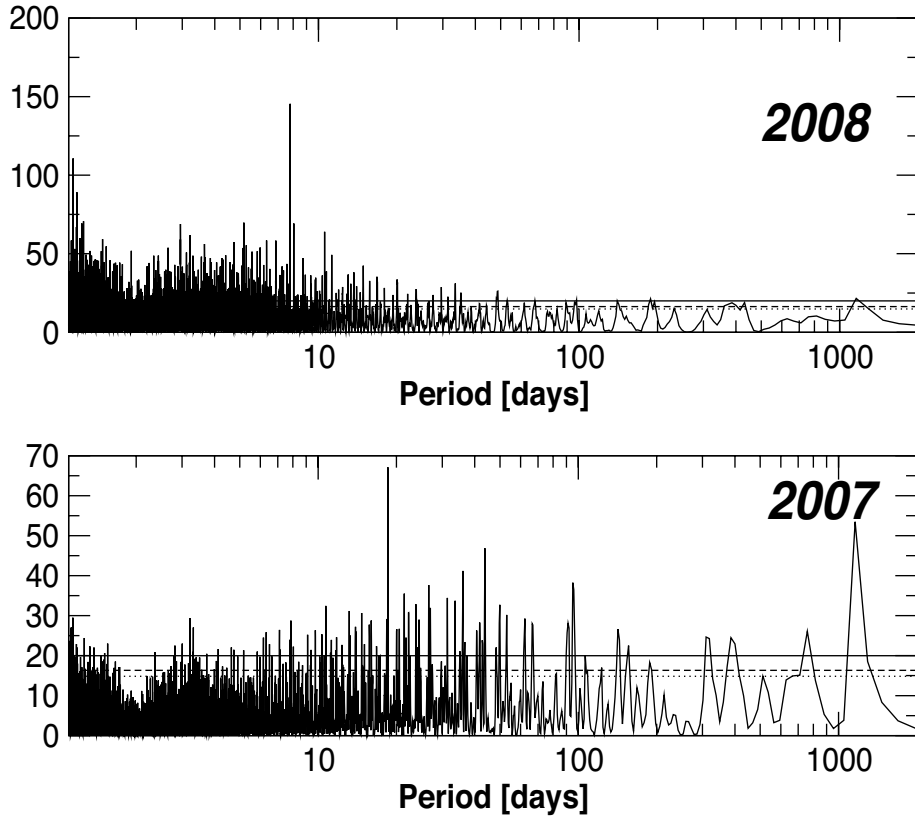


**Figure 5.9:** RV vs. BIS for CORALIE data. Blue symbols represent flare-affected data for CORALIE both runs. Red symbols represent the data without flare activity. Error bars for BIS are about 0.0001 km/s.

ward modelling sense to generate spectroscopic line profiles. This procedure is detailed in Barnes et al. (2011) for M dwarfs, where we used synthetic spot model images rather than data-derived images. By taking the image solution for the LT 2007 and 2008 light curves, we generated spectral lines that are distorted by starspots for the times at which BD+201790 was observed spectroscopically (i.e. 145 observations). A rotation period of 2.8 days was used. The line profiles were then convolved with a synthetic spectrum for a 4250 K star, covering the spectral range of the observations. Finally, the proposed planetary signature was injected with a 7.78 day period.

A period search was carried out in order to recover the periodic signatures, using HARPS-TERRA software (Anglada-Escudé & Butler 2012). We found that for the first LT epoch (LT 2007), where the level of stellar activity was high, we could not recover any of the signals, neither the orbital (7.78 days) or photometric (2.8 days) periods, as can be seen in the periodogram in Fig. 5.10. These results are thus in agreement with our Bayesian analysis of CORALIE data where we did not recover any signal, but instead we found a high level of stellar activity.

In the second epoch, LT 2008, where the star presented a lower level of activity, we recovered the 7.78 day signal, but not the 2.8 day signal. It is possible that the planet signal is masked by the activity of the star when the activity level is sufficiently high, while it can be recovered when activity levels are lower. Our experiment of the fake star data attests that actual pipelines could yield spurious results when data from very active stars is analysed without careful consideration of activity-affected measurements. Since most of the exoplanet RV searched have avoided active potential host stars, the RV pipelines developed have not taken into account the problems that can arise from activity. Our results do not invalidate any planetary detection claimed using the CORALIE or other software pipelines. Only shows that, when applying software pipelines to precision RVs affected by high levels of stellar activity, all the signals present in the data may not necessarily be recovered, even signals related to the stellar features.



**Figure 5.10:** Periodograms for LT 2007 (down) and LT 2008 (up) for the fake star model.

In a forthcoming paper we will explore this in detail, Hernán-Obispo et al. (in prep.).

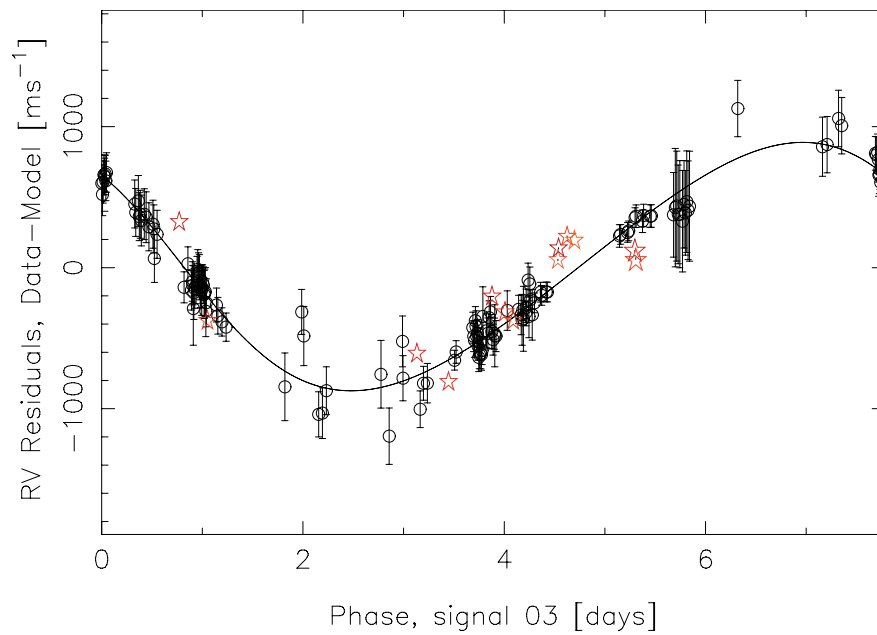
#### 5.4.6 HARPS-N vs. CORALIE data

We observed with HARPS-N data to further monitor RV variability of BD+20 1790 and compare with CORALIE data. Since CORALIE was the precursor spectrograph to HARPS-N, and both have similar quality, the comparison is justified. Unfortunately we cannot provide an orbital solution using only the HARPS-N data, because there are insufficient observations that do not cover the full rotational period. Due to HARPS-N errors being about two orders of magnitude lower than the rest of our RV data, the Bayesian analysis presented problems.

Nevertheless, we can plot the HARPS-N data over the RV curve obtained with previous runs, calculating the phase of each point. As can be seen in Fig. 5.11, HARPS-N data agree with the curve solution.

We determined the HARPS-N activity indices in the same way as for the rest of runs. Four flare events were detected, two of them extremely large, as was shown in Fig. 5.2.

Fig. 5.12 compares the activity indices vs. BIS for HARPS-N (open symbols) and CORALIE (filled symbols) data. It is clearly seen that HARPS-N and CORALIE activity



**Figure 5.11:** Radial velocity of all runs and HARPS-N. Red stars represent HARPS data. Black symbols represent the rest of runs. Error bars for HARPS data are about 0.004 km/s.

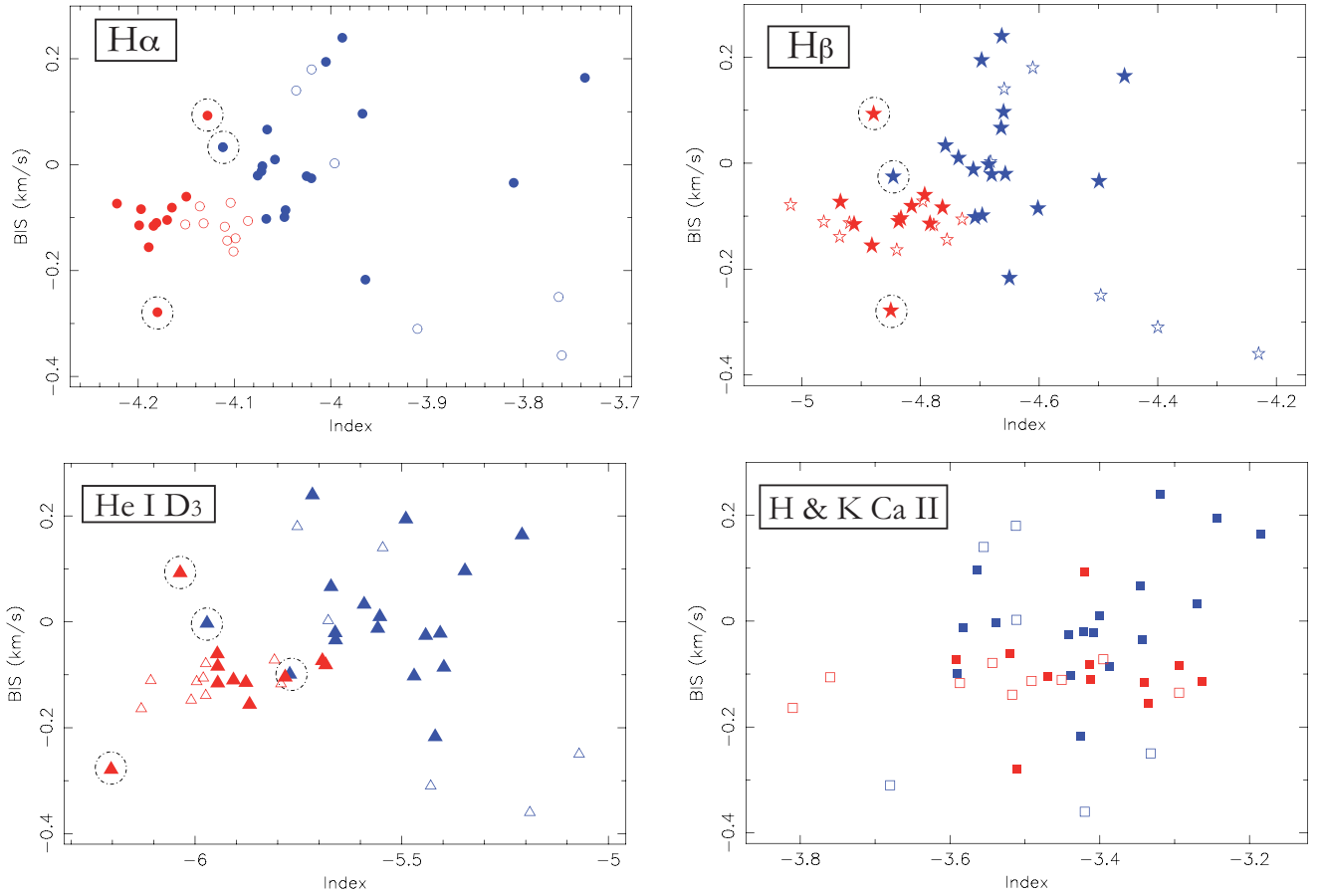
data are consistent. As shown for CORALIE data, we can see an appreciable scatter in the case of flare-affected BIS.

In Fig. 5.13 HARPS-N BIS vs. RV data superposed to CORALIE data is shown. Again, anti-correlation of the flare-affected data (plotted in open blue circle in the figure) is clearly seen, whereas the non-flare-affected data show a lack of correlation (red symbols). This figure also shows that the RVs peak-to-peak amplitude for HARPS-N is about  $1300 \text{ m s}^{-1}$ . The HARPS-N data collected span approximately one half of the orbital period. In the case of CORALIE data, the RVs peak-to-peak amplitude is more than three times smaller than HARPS-N, although CORALIE data cover several times the orbital period.

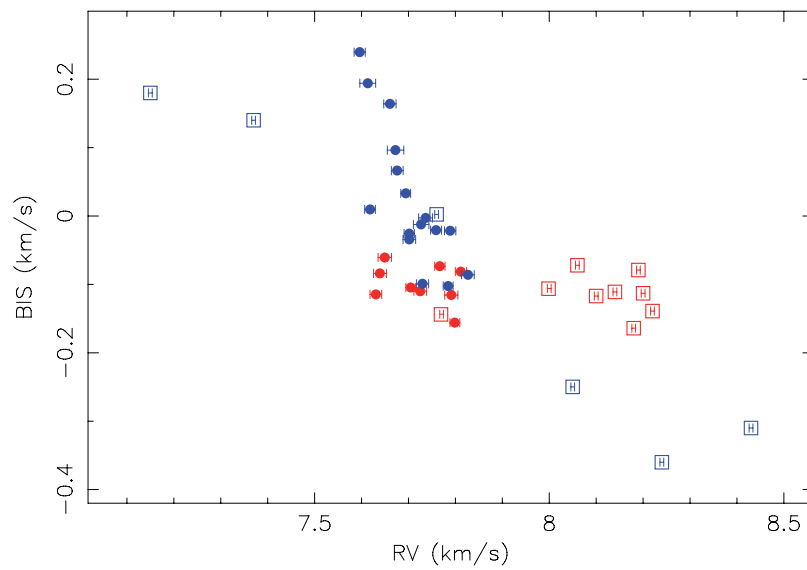
In light of RV Bayesian analysis and Figs. 5.11, 5.12 and 5.13, we can conclude that the CORALIE-RV data are inconsistent with all the other data sets, including results obtained by similar instrument, HARPS-N.

## 5.5 New orbital solution

With all these considerations, we computed again the orbital solution for the RV data, with the constraints of a second and a third periodicity signal (actually the photometric and synodic activity signals). Orbital elements are given at Table 6. We plotted the results of our posterior samplings in terms of maximum a posteriori (MAP) estimates and the corresponding 99% Bayesian credibility sets (BCS) (see e.g. Tuomi & Kotiranta 2009) in Table 6. The parameters  $\gamma_1, \dots, \gamma_4$  denote the reference velocities of FIES, FOCES, HERMES, and SARG radial velocities. The parameters  $\sigma_{I,1}, \dots, \sigma_{I,4}$  are similarly to the noise parameters that were used to weight the uncertainty estimates of the four data sets by



**Figure 5.12:** Activity index vs. BIS for CORALIE and HARPS-N data. Circles are for  $H\alpha$ , stars for  $H\beta$ , triangles for  $He I D_3$ , squares for  $Ca II H \& K$ . Blue symbols represent flare affected indices. Red symbols represent the data without flare activity. Filled circle are for CORALIE data. The rest for HARPS-N data. It can be seen that the scatter for the BIS is higher when a flare event occurs. Points that are marked with a dashed circle present a peculiar behaviour that is discussed in the text. Error bars for indices are about 0.001 and for BIS about 0.0001 km/s.



**Figure 5.13:** RV vs. BIS for CORALIE and HARPS-N data. Blue symbols represent flare-affected data for CORALIE both runs. Red symbols represent the data without flare activity. Filled symbols are for CORALIE data and open symbols are for HARPS-N. Error bars for BIS are about 0.0001 km/s.

**Table 5.6:** The MAP estimates and the 99% BCS's of the one- and three-periodicity models of the combined FIES, FOCES, HERMES, and SARG radial velocities. First block shows orbital elements of BD+20 1790 b

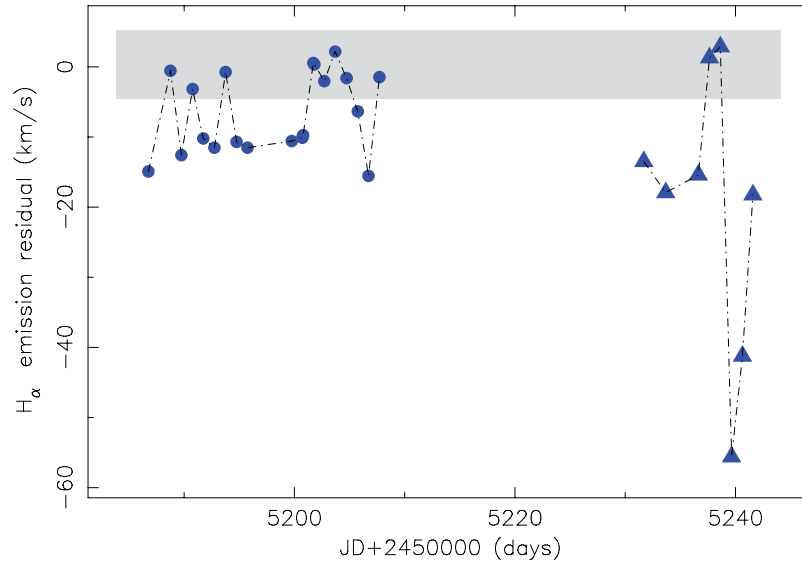
Parameter	1 Keplerian MAP BCS	3 Keplerian MAP BCS
$P$ [days]	7.78287 [7.78211, 7.78364]	7.78429 [7.78367, 7.76508]
$e$	0.22 [0.13, 0.29]	0.13 [0.06, 0.20]
$K$ [ms <sup>-1</sup> ]	905 [811, 998]	872 [816, 929]
$\omega$ [rad]	4.58 [4.09, 4.96]	1.61 [0.87, 2.29]
$t_0$ [rad]	3.97 [3.26, 4.68]	0.73 [0.00, 1.47]
$M_2 \sin i$ [M <sub>Jup</sub> ]	6.37 [5.02, 7.72]	6.24 [4.9, 7.58]
$a$ [AU]	0.066 [0.060, 0.071]	0.066 [0.060, 0.071]
$P_1$ [days]	–	2.69367 [2.69327, 2.69395]
$K_1$ [ms <sup>-1</sup> ]	–	117 [63, 170]
$P_2$ [days]	–	4.36477 [4.36457, 4.36492]
$K_2$ [ms <sup>-1</sup> ]	–	187 [135, 258]
$\gamma_1$ [ms <sup>-1</sup> ] (SARG)	157 [81, 219]	64 [-9, 137]
$\gamma_2$ [ms <sup>-1</sup> ] (FOCES)	164 [62, 246]	138 [73, 212]
$\gamma_3$ [ms <sup>-1</sup> ] (FIES)	-21 [-182, 139]	-414 [-503, -290]
$\gamma_4$ [ms <sup>-1</sup> ] (HERMES)	-521 [-670, -350]	-165 [-270, -27]
$\sigma_{I,1}$ [ms <sup>-1</sup> ] (SARG)	0.60 [0.36, 1.05]	0.42 [0.23, 0.65]
$\sigma_{I,2}$ [ms <sup>-1</sup> ] (FOCES)	1.74 [0.92, 3.06]	0.84 [0.44, 1.53]
$\sigma_{I,3}$ [ms <sup>-1</sup> ] (FIES)	0.43 [0.11, 1.32]	0.033 [0.009, 0.090]
$\sigma_{I,4}$ [ms <sup>-1</sup> ] (HERMES)	0.29 [0.11, 1.18]	0.13 [0.05, 0.33]

multiplying each uncertainty estimate with a corresponding parameter. The resulting coefficients  $\sigma_{i,l} = \sigma_i * \sigma_l$ , where  $\sigma_i$  is the uncertainty estimate of the  $i$ th measurement, were then treated as standard deviations of the measurement  $i$  made using instrument  $l$  by assuming that the measurements had Gaussian densities. A value of unity for these noise parameters means that the uncertainty estimates of the corresponding data set were estimated correctly, whereas values below (above) unity mean that the uncertainties were overestimated (underestimated). We remark that the values of Table 6 should be revised when a follow up allows us to coverage of the complete orbit.

## 5.6 On possible star-planet-interaction

### 5.6.1 Star-planet interaction stage

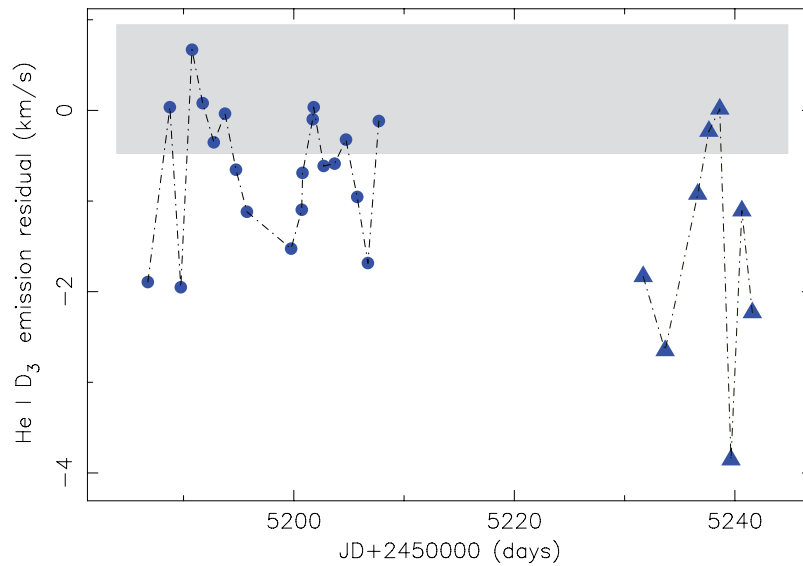
Through its orbit around the star, a close-in giant planet is embedded in the surrounding magnetic field of the star. One might expect not only the influence of the star over the planet (evaporation and strong irradiation, synchronization and circularization of the orbit, etc.) but also some impact on the star from the planet presence, in analogy to what is observed in binary stars. It is well established that binary stars are more active than the same spectral type and age single active stars (Glebocki et al. 1986, Ayres & Linsky 1980). Extensive literature has shown significant chromospheric and coronal activity



**Figure 5.14:** Residual emission for H $\alpha$  line of CORALIE runs vs. JD. Circles are for Set1 and Triangles for Set2. The gray box indicates quiescent state.

(Siarkowski et al. 1996, Ferreira 1998), and spectacular flare activity, in some cases occurring even in the inter-binary space and during periastron (Graffagnino et al. 1995, Massi et al. 2002, Massi et al. 2008, Salter et al. 2010). Rotationally modulated flares have been found to occur in several binary systems (García-Álvarez et al. 2003, Doyle et al. 1990).

The possible effects that a close-in giant planet may have on its host star, called generically star-planet-interactions (hereafter SPI) are currently a widely debated field that gives rise to many open questions. As proposed by Cuntz et al. (2000), this SPI could have both a gravitational and a magnetic origin. Observational efforts to identify and characterize these SPI signatures have been carried out including wavelength exploration ranging from radio (Zarka et al. 2007, Griesmeier et al. 2007, Hallinan et al. 2013) to X-Rays (Poppenhaeger et al. 2010, 2011, Kashyap et al. 2008, Pillitteri et al. 2011), through UV (Shkolnik 2013) to the optical domain, but with different and some times incompatible results. Shkolnik et al. (2003) first reported evidence of chromospheric activity modulated with the orbital period rather than the photometric for HD 179949 (see also Shkolnik et al. 2005, 2008). It is also suggested by Shkolnik et al. (2008) that SPI could be cyclic and oscillate between "on" and "off" states. Possible photospheric SPI have been suggested by Walker et al. (2008), Pagano et al. (2009), Lanza (2009, 2011), based on stellar fluxes that modulated with the orbital period or the synodical period of the star and planet system. In the X-Ray regime, the statistical studies of a possible correlation between the X-ray emission of stars vs. their planets parameters (like semi-major axis and mass), have revealed controversial results. Kashyap et al. (2008) suggested that stars with close-in planets are more active than stars with distant planets. On the contrary, Poppenhaeger et al. (2010) and Poppenhaeger et al. (2011) did not find any correlation between stellar activity and the mass or the semi-major axis. Theoretically, Cohen et al. (2009) demonstrated the relation by magnetohydrodynamic simulations, showing that SPI may increase the X-ray luminosity. Canto Martins et al. (2011) and Krejčová & Budaj (2012) extended to the chromosphere these statistical studies of a possible dependence of the stellar activity with both the semi-major axis and mass. Whereas Canto Martins et al.



**Figure 5.15:** Residual emission for He I  $D_3$  line of CORALIE runs vs. JD. Circles are for Set1 and Triangles for Set2. The gray box indicates quiescent state.

(2011) did not detect a difference in the chromospheric emission of late-type stars with and without planets, Krejčová & Budaj (2012) found statistically significant evidence that chromospheric emission increases with both the mass and semi-major axis of the planet. This suggests that close-in massive planets may affect the level of chromospheric activity of its host star. Some authors suggested some excess of flaring activity in phase with the planet rotation (Shkolnik et al. 2008, Pillitteri et al. 2011, 2014).

A recent review by Lanza (2014) recaps the open questions in this field and the theoretical models made to explain the different observational results obtained.

### 5.6.2 The BD+20 1790 case

The results of the Bayesian analysis of the activity indices revealed that the activity is modulated strongly with the synodic period rather than the photometric as expected. Fares et al. (2010) suggested that the enhancement due to magnetospheric SPI is more likely to be modulated with the synodic period of the star+planet system. This leads us to suspect possible SPI in BD+20 1790.

Except for CORALIE data, the time sampling is poor, the rest of the data series cover only a fraction of the stellar rotation or planet orbital period. However the CORALIE data have an optimal coverage of both periods, enough to perform a detailed study of possible modulation of the activity indices, not only to discern suspicious trends from Bayesian analysis. We computed the residual emission for  $H\alpha$  and He I  $D_3$  lines, following Fares et al. (2010). Fig. 5.14 and Fig. 5.15 show the variation vs. time (Julian Date, JD) for both indices. Circle and triangle symbols represent the first and second set respectively. By simple visual inspection of the plots, data affected by flares are clearly distinguished from the ones without flares (quiescent state is marked with a gray area).

Due to the high occurrence of flare events it is difficult to disentangle any period-



icities in the system. When removing the flare-affected data the number of points is not enough for assessing any discrimination. Notwithstanding, we cannot exclude the possibility that the activity was modulated with the synodic period nor the photometric one, since flaring prevents effective disentangling periodicities. On the other hand we cannot exclude the hypothesis that these flare events could be related to SPI.

Fig. 5.16 shows three histograms, in polar coordinates, that represents the number of flare events vs. phase, including all data sets. We plot every polar histogram phase folded with the three main periods found in the system. The histogram for the photometric period suggested that there are privileged areas over stellar surface from which flare precursor loops arise. The histogram for the orbital period phase folded suggested a possible day-side effect.

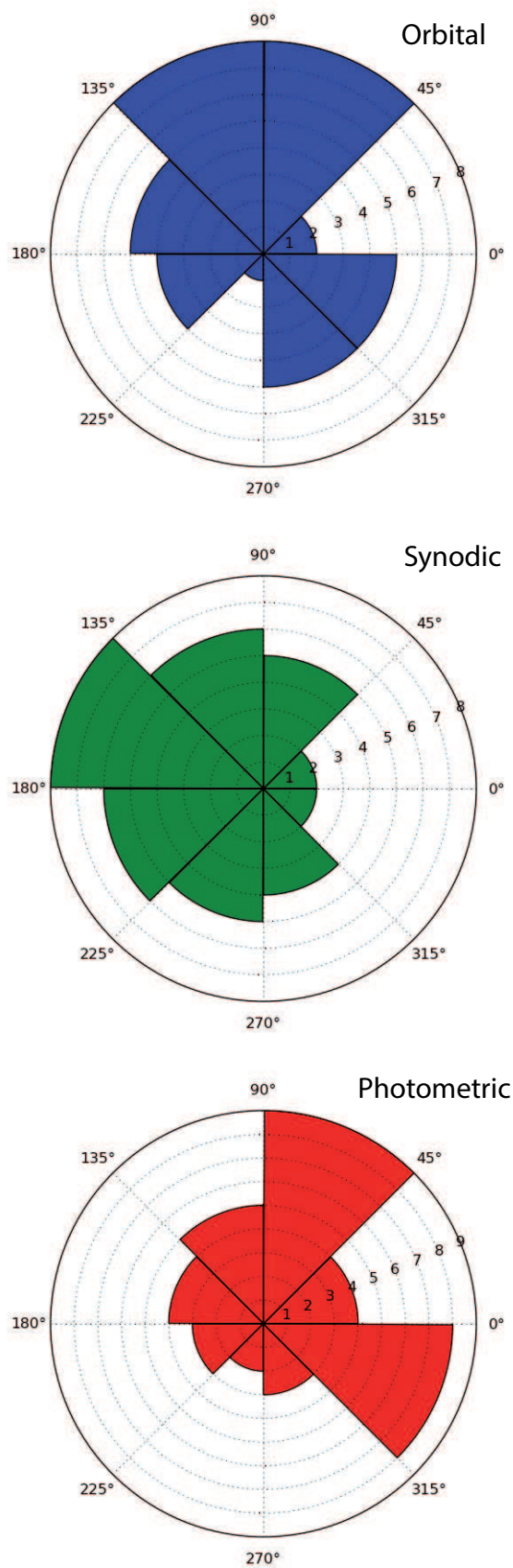
The fact that we find flares occurring at all phases suggests that they form as stochastic processes. We also note that the interaction of the stellar and planetary magnetic fields is not occurring continuously, but at some phases determined by their motions, and also by the variations in the level of the stellar activity between seasons. To explore in detail, we represent in Fig. 5.17 the flare occurrence vs. phase, for the FOCES 08B run, that cover several times the three periods. By folding the data with the orbital period it seems as if the clustering of flares results to be at similar phase at each orbit. Also it can be seen that flare clustering appears in multiples of synodic period, suggesting that flare triggering is related to successive passes of the planet over or near the active longitudes.

From all of these results, we can hypothesise that there are two possible sources for flares. One related to the geometry of the system and the relative movement of star-planet, that could modulate with synodic period of the system or multiple. And other that is purely stochastic, and is related to the evolution of the magnetic field structures of active regions.

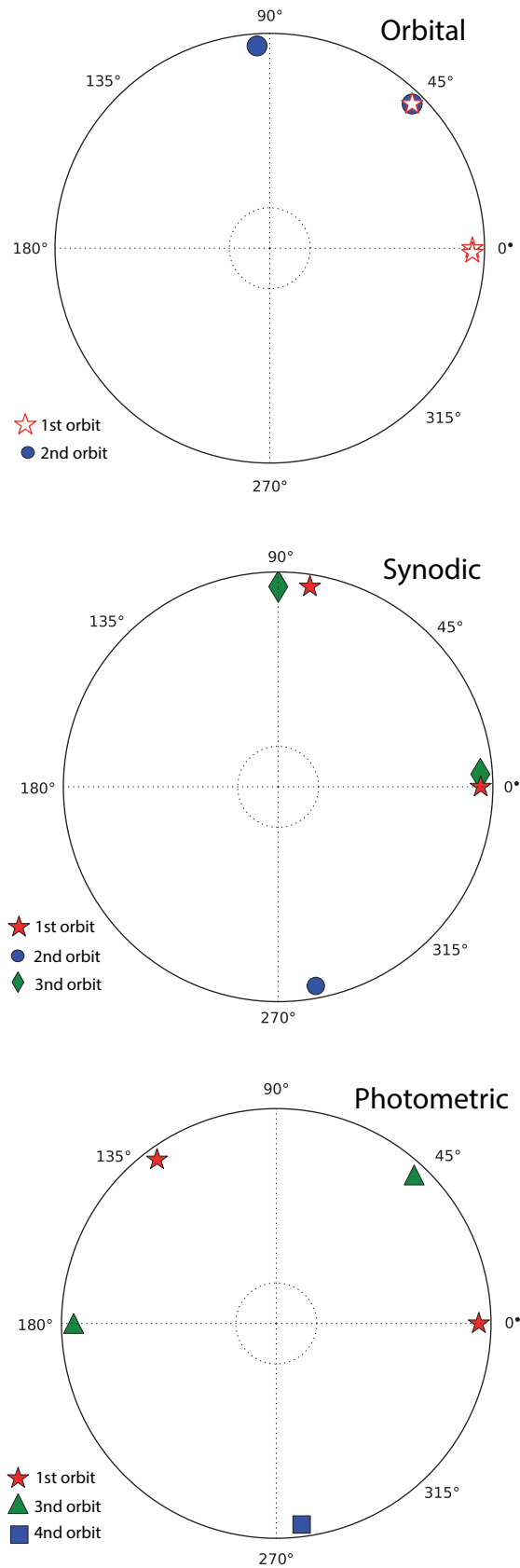
## 5.7 Discussion

One of the main goals of this study has been to test if the 7.78 day signal was present in all the parameters measured in a same spectra. The simultaneous Bayesian analysis of RV and activity indices reveals that the 7.78 day period is not an artificial signal. This period is not present in activity indices (only in the RV data), whereas we found that activity is modulated by the other two significant periods (photometric and synodic).

Lanza (2011) have suggested that the presence of a close orbiting planet may perturb the stellar magnetic field, and affect the formation of magnetic loops and their evolution and reconnection in the space between the star and the planet. Since magnetic loop reconnection is the invoked physical mechanism to explain flare phenomena, it has a strong stochastic component. In addition to this "geometrical" contribution in flare occurrence (related to the movement of the planet and the star in their orbits), there is a second source of flare events, the magnetic SPI. The successive passages of the planet over the active longitude(s) could trigger the emergence of magnetic flux from the subconvective layers to the upper layers. It can happen that after a number of passages of the planet, the mag-



**Figure 5.16:** Histogram for flare occurrence in polar coordinates. **Top:** Phase folded orbital period. **Middle:** Phase folded synodic period. **Bottom:** Phase folded photometric period.



**Figure 5.17:** Flare events for the Foces08B run. **Top:** Phase folded orbital period. **Middle:** Phase folded synodic period. **Bottom:** Phase folded photometric period. The number of orbits for every period are marked with different symbols and colours, that are explained at each figure.

netic field intensity reaches the threshold needed for the planet-induced perturbation to be effective.

In light of the evidence presented in this paper, we hypothesise the following scenario with the aid of an artistic impression (Fig. 5.18) illustrating the possible geometry of BD +20 1790 and its close orbiting planet. Fig. 5.18 shows a star with a photosphere containing a large active region. We could interpret our observation of the light curves having no flat regions as evidence that the spots are always in view at high latitude (although we cannot recover the latitude information from our photometry analysis). Without the velocity information that spectroscopic data can bring, it is not possible to accurately recover latitude information.

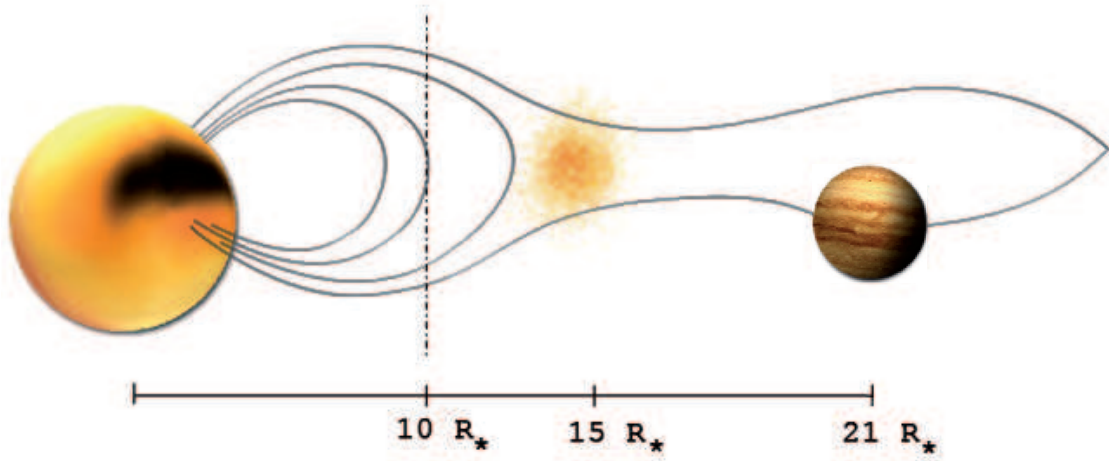
Helmet streamer-like structures are formed at the top of the X-ray loops anchored to the photospheric active region. These semi-open structures, the helmet streamers, play a key role in the formation of prominences at large heights from the stellar surface and beyond the corotation radius of the star (Ferreira 2000, Jardine & van Ballegoijen 2005), and could extend up to 20 - 25  $R_*$ . The prominences lie above the cusp of helmet streamers. The corotation radius for BD+20 1790 is up to 10  $R_*$ . Due to the inclination of the star ( $i \sim 50^\circ$ , Hernán-Obispo et al. 2010), the prominence-like structures detected by Hernán-Obispo et al. (2005), may be located significantly above the equatorial planet to transit the stellar disc, at high latitude, and at a height of about 15  $R_*$  determined following Collier Cameron & Robinson (1989a). The pronounced double horned peaks that exhibit the  $H\alpha$  emission line is a shape typical of emission from circumstellar material at high latitude, that is varying with time (Barnes et al. 2001). Jardine & van Ballegoijen (2005) suggested that prominence-like structures could form in the stellar wind rather than in the hotter corona, due to the fact they have been detected in some systems with  $i < 90^\circ$  (like the widely studied AB Dor, see Cameron & Robinson 1989 a, b). This is indicating that these prominences lie at regions of high latitude, far away from the equatorial plane, the natural region of equilibrium.

One can suppose that a fraction of flares originates in recurrent collisions of helmet-streamers and giant loops that interact with the magnetic field of the planet. This would occur in multiples of synodic period rather than at the orbital period, and also when the planet is near the periastron.

The prominence-like structures are also a source of flare triggering when they became unstable, leading to magnetic reconnection events. Several flaring binary systems have been observed to show prominences (Jeffries 1996, Hall & Ramsey 1992, 1994).

The orbital phases corresponding to the two measures of magnetic field are 0.81 for the lower value of -19.6 G, and 0.35 for the highest value of -67.8 G (i. e. on nearly opposite sides of the star). The rotational phases corresponding for the two measures of magnetic field are 0.12 for the lower value and 0.57 for the higher. Since we could only measure these two points for the magnetic field, we can not infer much about the variation of the field with phase. Future follow up will help to clarify the field evolution.

As we pointed out at Paper I, the presence of a planetary companion is the most



**Figure 5.18:** Artistic impression (M. Hernán-Obispo and S. Recuero) for the BD+20 1790 system, discussed in text. The co-rotation radius is about  $10 R_*$ , whereas the estimated height for the prominence-like structures is up to  $15 R_*$ . The planet semi-major axis is about to  $21 R_*$ .

plausible hypothesis to explain the overall picture of the BD+20 1790 magnetic field peculiarities. The hypothesis proposed has physical sense, linking the origin of the different phenomena themselves.

The completed characterization of the different atmospheric manifestations of stellar activity (photospheric spots, plagues and prominences at chromosphere and flares) is beyond the scope of this paper and will be detailed in a forthcoming paper (Hernán-Obispo et al., in prep.).

## 5.8 Summary

In this paper we have presented the simultaneous Bayesian analysis of the RV and activity data for the very active star BD+20 1790. Our results clearly indicate that all the RV data, except CORALIE, contain a strong signal at 7.78 days, compatible with the period of the planetary companion proposed in Paper I. The Bayesian analysis of CORALIE radial velocity data does not show trends of any signal modulating the data, nor the signal proposed by F10, indicating that these data are inconsistent with the rest of the measurements. We conclude that the current evidence supports a planetary companion based on our Bayesian analysis of activity and RV data.

Also, we present a new way of treating the stellar jitter component that contaminates the RV signal. Based on the Bayesian analysis we show that the RV variations actually come from a combination of phenomena, modulated with different periods. Superimposed on the pure planet contribution to the RV curve we found two additional signals: one that varies with the photometric period (2.8 days) and a second that varies with the synodic period (4.36 days).

We present a more accurate orbital solution for the planet after removing the two

main contributions of stellar activity to the stellar jitter (associated to photometric and synodic periods).

From the Bayesian analysis of the activity indices we find strong modulation with the synodic period (4.36 days) that leads us to suspect a possible SPI. The presence of a planetary companion also helps us to explain the high rate of flare events in BD+20 1790. We propose two different sources for flare events in this system. The first is related to the geometry of the system and the relative movement of the star and planet, that could modulate with the synodic period of the system or multiple. A second cause of flaring could be purely stochastic and related to the evolution of the stellar surface active regions.

Although we obtained high precision radial velocity data points of BD+20 1790 with HARPS-N spectrograph, matching our result in the RV curve, the comparison with less precise instruments and the lack of coverage of all phases, prevent us using them for further orbital solution acquisition. More data should be added, covering all phases, to obtain a better orbital solution.

This star, as shown by spectropolarimetric analysis, is a good candidate to perform Zeeman-Doppler Imaging (ZDI), that can allow us to reconstruct the surface magnetic topology. With extrapolation techniques (see i.e. Donati et al. 2008), ZDI gives us access to the 3D magnetic field structure, that could be the most powerful tool to study in detail the magnetic interaction of a close-in massive planet and its host star.

The Bayesian tools have proven efficient in detecting low-amplitude signals in RV data (e.g. the independent detection of GJ 163 d based on much smaller data set; compare the results of Tuomi & Anglada-Escude (2013) and Bonfils et al. (2013)) and in avoiding the detection of false positives (e.g. Gregory 2011; Tuomi 2011). Therefore, with the highly significant detection of the three periodic signals from the combined RV data, we can claim that these signals are not simply artifacts caused by data sampling and noise. Furthermore, all these signals have a good phase coverage (Fig. 5.6), which indicates that the gaps in the data cannot be the cause of the observed periodicities, although the applicability of Bayesian data analysis techniques are not affected by such gaps. Also, while the individual data do not allow the detection of the 2.69 and 4.36 day periodicities in a significant manner, combining them makes the significance of these signals very high. This result, based on the combined data, underlines the importance of combining different data sets in consistency with their respective error sources, as recently discussed in Tuomi et al. (2011).

*Acknowledgements.* Based on observations collected at the German-Spanish Astronomical Center, Calar Alto, jointly operated by the Max-Planck-Institut für Astronomie Heidelberg and the Instituto de Astrofísica de Andalucía (CSIC). Based on observations made with the Italian Telescopio Nazionale Galileo (TNG) operated on the island of La Palma by the Fundación Galileo Galilei of the INAF (Istituto Nazionale di Astrofisica); and with the Nordic Optical Telescope, operated on the island of La Palma jointly by Denmark, Finland, Iceland, Norway, and Sweden; and with the Mercator Telescope, operated on the island of La Palma by the Flemish Community (obtained with the HERMES spectrograph, which is supported by the Fund for Scientific Research of Flanders (FWO), Belgium, the Research Council of K.U.Leuven, Belgium, the Fonds National Recherches Sci-



entific (FNRS), Belgium, the Royal Observatory of Belgium, the Observatoire de Genève, Switzerland and the Thüringer Landessternwarte Tautenburg, Germany), all operated at the Spanish Observatorio del Roque de los Muchachos of the Instituto de Astrofísica de Canarias. This work was supported by the Spanish Ministerio de Educación y Ciencia (MEC) under grant AYA2005-02750, Ministerio de Ciencia e Innovación (MICINN) under grant AYA2008-06423-C03-03, AstroMadrid S2009/ESP-1496. M. Hernán-Obispo wants to especially thanks to P. Figueira and M. Marmier for their availability to help and for providing us with the CORALIE data used in the activity study and the information requested. M. C. Gálvez-Ortiz acknowledges financial support by the Spanish MICINN under the Consolider-Ingenio 2010 Program grant CSD2006-00070: First Science with the GTC (<http://www.iac.es/consolider-ingenio-gtc>). She also acknowledges the support of a JAE-Doc CSIC fellowship co-funded with the European Social Fund under the program '*Junta para la Ampliación de Estudios*'. Financial support was also provided by the Spanish Ministerio de Ciencia e Innovación and Ministerio de Economía y Competitividad under AyA2011-30147-C03-03 grant. M. Tuomi, J. R. Barnes, M. C. Gálvez-Ortiz and D. J. Pinfield acknowledge support from RoPACS during this research, a Marie Curie Initial Training Network funded by the European Commission's Seventh Framework Programme. J. S. Jenkins acknowledges funding from CATA (PB06, Conicyt). We want also to thanks Saskia Prins for her help in MERCATOR observations and HERMES pipeline members (L. Dumortier, Y. Fremat, H. Hensberge, A. Jorissen, S. Van Eck, H. Van Wickel) for their help in the data reduction. M. Hernán-Obispo thanks Sito Recuero for his help improving the Fig. 18. This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France. The authors are grateful to an anonymous referee for valuable comments and suggestions which have helped improve this paper.



---

## Conclusiones y trabajo futuro

---

### 6.1 Resumen y conclusiones

---

Esta Tesis doctoral se centra en el estudio del sistema BD+ 20 1790: la caracterización de los fenómenos de actividad de la estrella, el análisis de la variación de la velocidad radial y la determinación de los parámetros orbitales de su compañero planetario.

Con el objetivo de encontrar las causas de la variación de las medidas de velocidad radial se presenta en el capítulo 4 (publicado en Hernán-Obispo et al. 2010) un estudio de las posibles fuentes de dicha variación. Este estudio se realiza utilizando datos fotométricos y espectroscópicos, caracterizándose la actividad a partir de los índices de actividad cromosférica y el análisis de la curva de luz, que ha permitido determinar el periodo fotométrico de la estrella (2.8 días). Para verificar o descartar las hipótesis propuestas sobre las causas que generan variación de la velocidad radial se utilizan distintos parámetros, como los BIS, los índices de actividad y la fotometría, así como un análisis de la dependencia cromática de la velocidad radial, tanto de los datos reales como los determinados para un modelo de estrella sin componente kepleriana.

Los resultados del estudio muestran que la hipótesis que mejor explica las variaciones de velocidad radial es la que sugiere la presencia de un compañero planetario. La solución orbital resultante del ajuste kepleriano de los datos propone un objeto con masa en torno a  $6 M_J$ , semieje mayor 0.066 UA y un periodo orbital de 7.78 días. Según estas características el objeto propuesto se clasificaría como un Júpiter caliente.

En una segunda aproximación al estudio de la variación de las velocidades radiales presentado en el capítulo 5 y publicado en Hernán-Obispo et al. (2015), se emplea el método bayesiano para analizar de manera simultánea y complementaria la velocidad radial y los índices de actividad cromosférica de una muestra más amplia de datos. Las observaciones recopilan datos fotométricos a lo largo de 8 años y espectroscópicos a lo largo de 10 años. A partir de datos espectropolarimétricos se ha determinado por primera vez el valor del campo magnético de la estrella.

El análisis bayesiano de la velocidad radial muestra que el periodo de 7.78 días está presente en todos los datos excepto en las campañas de CORALIE, que no muestra ninguna periodicidad. Se ha determinado que las variaciones de la velocidad radial provienen de una combinación de distintos fenómenos modulados con diferentes periodos, siendo la principal señal la del compañero planetario (7.78 días). Superpuesta a esta, se han encontrado otras dos señales adicionales relativas a actividad estelar, una que varía

con el periodo de rotación de la estrella (2.8 días) y una segunda que varía con el periodo sinódico (4.36 días). Se ha presentado una solución orbital mejorada tras eliminar las dos contribuciones principales del jitter estelar.

El análisis bayesiano de los índices de actividad muestra una modulación con el periodo sinódico, lo que estaría indicando una posible interacción magnética estrella-planeta (SPI).

A partir del histograma de la ocurrencia de fulguración para cada periodo, representado en coordenadas polares, se ha mostrado que sobre la superficie de la estrella existen áreas privilegiadas de las cuales surgen los bucles de campo magnético precursores de la fulguración. El uso de los histogramas en coordenadas polares para un estudio de este tipo se usa por primera vez en la literatura en esta Tesis.

Se han propuesto dos posibles fuentes para las fulguraciones detectadas. Una estaría relacionada con la geometría del sistema y el movimiento de sus componentes, debida a SPI, que ocurriría en múltiplos del periodo sinódico. Otra fuente sería puramente estocástica debida a la evolución de los bucles asociados a las regiones activas.

Se ha presentado un nuevo método para eliminar la contribución del jitter estelar, considerando las señales de actividad encontradas como un segundo y tercer cuerpo en el sistema, haciendo un ajuste kepleriano con esos periodos. El análisis simultáneo de los índices de actividad permite discriminar si las señales encontradas en la velocidad radial son puramente estelares o no.

Concluimos que el análisis bayesiano sostiene que la hipótesis de la presencia de un compañero planetario para BD+20 1790 es la que mejor explica e integra todos los fenómenos que se observan en la estrella.

El candidato planetario propuesto, BD+20 1790 b, no exhibe ninguna propiedad inusual cuando se compara con la población de planetas de características similares, excepto la juventud de su estrella albergadora. BD+20 1790 ocupa un lugar en un rango casi vacío de la distribución de edades de estrellas con exoplanetas detectados. El estudio de BD+20 1790 b tiene el potencial de ayudarnos a comprender cómo son los sistemas planetarios en sus etapas de evolución más tempranas, un eslabón entre los sistemas en formación y los ya evolucionados.

A la luz de todos los resultados presentados, se ha postulado un posible escenario para el sistema BD+20 1790. El modelo propuesto muestra una estrella con una región activa fotosférica ocupando una fracción significativa de la superficie, que es persistente en el tiempo. Debido al campo magnético tan intenso los bucles coronales extensos son plausibles. En la cúspide de estos bucles se formarían estructuras tipo flujos en forma de casco (*helmet streamer*), que son clave en la formación de protuberancias a grandes altitudes sobre la superficie estelar, más allá del radio de co-rotación. Estos *helmet streamers* pueden extenderse cerca de 20-25  $R_*$ , la separación típica entre la estrella y el planeta. Las protuberancias detectadas se encuentran a unos 15  $R_*$ . Una fracción de las fulguraciones se originaría en las colisiones de los *helmet streamers* y de los bucles coronales interactuando con el campo magnético del planeta. Esto ocurriría en múltiplos del periodo sinódico, momento en el que la región activa y el planeta se alinearían, sugiriendo un desencadenamiento de fulguraciones relacionado con los pasos sucesivos del planeta sobre o cerca

de las regiones activas. También podría ocurrir en múltiplos del periodo orbital, cuando el planeta estuviera cerca del periastro.

BD+20 1790 es la primera estrella con un compañero planetario en la que se han detectado tránsitos de protuberancias, y la única en que se han observado fulguraciones con alta resolución temporal en el óptico. También es de las pocas estrellas en las que se han detectado fulguraciones debidas a la interacción estrella-planeta (SPI) y la única detectada en el rango óptico por espectroscopía.

BD+20 1790 es la estrella más activa en la que se ha detectado un compañero planetario hasta hoy. Los resultados de esta Tesis constituyen una contribución significativa a la detección de planetas extrasolares en estrellas activas jóvenes, rompiendo una lanza a favor incluir a las estrellas jóvenes en las búsquedas exoplanetarias, generalmente descartadas. Se muestra que es posible detectar planetas en estrellas muy activas, siempre que se realice un estudio de los fenómenos de actividad junto con el análisis de la velocidad radial. El éxito de la técnica de la velocidad radial para buscar planetas en estrellas jóvenes activas radica en discriminar entre los elevados niveles de actividad estelar y la señal planetaria. Esto no es posible sin una cuidadosa caracterización y comprensión de los fenómenos de actividad de estrella.

El análisis y los resultados que se han presentado en esta Tesis dan una explicación global a todos los fenómenos que ocurren en la estrella, interrelacionándolos entre sí.

## 6.2 Trabajo futuro

---

En esta Tesis no se han podido abordar algunos aspectos que complementan el estudio de la estrella BD+20 1790 y que constituyen un posible trabajo futuro. Algunos de estos aspectos son:

- En un artículo que actualmente se encuentra en preparación, se aborda un estudio más detallado de la actividad. Se analizarán y trazarán las regiones activas de las distintas capas, para establecer relaciones entre ellas. En este artículo también se analizarán todas las fulguraciones con alta resolución temporal, y se determinarán las abundancias de una serie de elementos con el fin de ver su evolución a lo largo del tiempo que dura la fulguración. Se estudiará si existe un posible ciclo magnético en la estrella.
- Se planea continuar con las observaciones espectropolarimétricas. Uno de los puntos importantes para entender la interacción entre campo magnético de la estrella y el planeta es poder elaborar un magnetograma de la superficie, y la extrapolación en 3D para reconstruir la estructura de los bucles coronales, mediante ZDI. Como se muestra en Hernán-Obispo et al. (2015), BD+20 1790 es un buen candidato para la técnica del ZDI.
- Otro de los puntos importantes para complementar el estudio en óptico de las fulguraciones y la posible SPI, es extender el rango de longitud de onda a otros dominios. Se ha enviado una propuesta conjunta a Chandra+HST, con el fin de obtener datos simultáneos en el FUV y en rayos X. El principal objetivo de esta propuesta es testear la interacción magnética entre el planeta y las estructuras tipo-protuberancia distantes de la superficie estelar. Dada la tasa de ocurrencia de fulguraciones de BD+20 1790, hay una alta probabilidad de observar una fulguración en rayos X y por lo tanto de poder monitorizar su evolución temporal. La sinergia entre las observaciones en FUV y en rayos X puede ayudar a discriminar el tipo de fenómeno que estamos viendo (fulguraciones por reconexiones magnéticas vs. aumento de brillo debido al impacto de material en la superficie). Mientras que los rayos X son sensibles a los principales efectos de la SPI (donde buscaríamos modulación con el periodo orbital y con el sinódico), los rayos X y FUV juntos nos permiten inferir y localizar qué tipo de SPI está actuando, si los fenómenos de alta energía se están originando cerca de la estrella, o cerca del planeta o en el espacio entre los dos objetos.
- El estudio en longitudes de onda se completaría con observaciones en el nIR. En este rango el contraste entre la fotosfera y las manchas es menor que en el óptico, lo que se traduce observacionalmente en una atenuación en la amplitud de la velocidad radial conforme aumenta la longitud de onda. En el caso de una señal puramente kepleriana no debería observarse ninguna atenuación. Sin embargo para BD+20 1790 son esperables ambos supuestos: debería observarse cierta atenuación en la amplitud debida a las componentes de actividad estelar superpuestas a la velocidad radial, y también debería encontrarse que la velocidad radial modula con el periodo orbital. Las observaciones en el nIR ayudarían a confirmar el compañero planetario.

- Otra posible manera de confirmar el compañero planetario es a partir de estudios de la polarización. La detección de luz reflejada del planeta vía espectro-polarización podría revelar características de la atmósfera planetaria (ver p. e. Schworer & Tut-hill, 2015). Se estudiará si la relación entre la separación angular y el contraste es adecuada y la viabilidad del estudio utilizando los nuevos instrumentos existentes o los que estarán accesibles en un futuro cercano como SPHERE-ZIMPOL@VLT, GPI@Gemini, VAMPIRES@Subaru, etc.
- Por último, sería interesante aplicar los métodos del estudio presentado en esta Tesis a otros objetos con características similares a BD+20 1790.



---

## Tablas del Capítulo 5

---

Las tablas que se recogen en este apéndice forman parte Hernán-Obispo et al. (2015) y han sido publicadas como material on-line, disponible en VizieR:

BD+20 1790 radial velocities and photometry (Hernan-Obispo+, 2015)

<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=J/A+A/576/A66>

**TABLA A.1:** Valores de la velocidad radial para BD+20 1790, correspondientes a las campañas de observación detalladas en la Tabla 5.2.

- Columna 1: Fecha Juliana
- Columna 2: Velocidad radial heliocéntrica
- Columna 3: Error velocidad radial

**TABLA A.2:** Valores de la fotometría para la campaña de Terskol, detallada en la Tabla 5.4.

- Columna 1: Fecha Juliana
- Columna 2: Magnitud R (relativa)



**Table A.1:** Velocidad radial BD+20 1790 - Hernán-Obispo et al. 2015

JD (días)	Velocidad Radial (km/s)	$\sigma$ (km/s)
JD (días)	Velocidad Radial (km/s)	$\sigma$ (km/s)
2454489.5637	8.62	0.110
2454872.4101	8.53	0.140
2454873.4339	8.29	0.050
2455287.4003	7.19	0.240
2455288.3965	7.59	0.150
2455289.4271	7.92	0.150
2455553.7626	6.81	0.050
2455554.5656	7.77	0.020
2455555.5529	8.28	0.020
2456293.7223	7.78	0.004
2456347.5121	7.23	0.004
2456348.5848	8.17	0.004
2456349.4336	8.08	0.004
2456679.4889	8.43	0.004
2456682.7560	7.95	0.004
2456796.3800	7.78	0.004

**Table A.2:** Fotometría Terskol

JD (días)	Magnitud R (relativa)
2455282.2990398998	-0.376
2455282.2991298102	-0.396
2455282.2992197098	-0.397
2455282.2993096099	-0.364
2455282.2993995198	-0.398
2455282.2994894199	-0.406
2455282.2995793200	-0.386
2455282.2996692201	-0.419
2455282.2997591300	-0.374
2455282.2998490301	-0.403
2455282.2999389302	-0.401
2455282.3000288401	-0.388
2455282.3001187402	-0.402
2455282.3002086398	-0.375
2455282.3002985502	-0.400
2455282.3003884498	-0.395
2455282.3004783499	-0.390
2455282.3005682500	-0.388
2455282.3006581599	-0.405
2455282.3007480600	-0.375
2455282.3008379601	-0.382
2455282.3009278700	-0.411
2455282.3010177701	-0.396
2455282.3011076702	-0.385
2455282.3011975801	-0.393
2455282.3012874802	-0.413
2455282.3013773798	-0.385
2455282.3014672799	-0.367
2455282.3015571898	-0.356
2455282.3016470899	-0.388
2455282.3017369900	-0.379
2455282.3018268999	-0.402
2455282.3019168000	-0.407
2455282.3020067001	-0.389
2455282.3020966100	-0.380
2455282.3021865101	-0.403
2455282.3022764102	-0.430
2455282.3023663098	-0.376
2455282.3024562201	-0.402
2455282.3025461198	-0.400
2455282.3026360199	-0.386
2455282.3027259302	-0.377
2455282.3028158299	-0.374
2455282.3029057300	-0.397
2455282.3029956399	-0.399
2455282.3030855400	-0.406
2455282.3031754401	-0.395
2455282.3032653402	-0.398
2455282.3033552500	-0.398
2455282.3034451501	-0.393



---

## Lista de publicaciones

---

### B.1 Publicaciones en artículos con referee

---

#### B.1.1 En esta tesis

- EVIDENCE OF A MASSIVE PLANET CANDIDATE ORBITING THE YOUNG ACTIVE K5V STAR BD+20 1790.  
**M. Hernán-Obispo**, M. C. Gálvez-Ortiz, G. Anglada-Escudé, S. R Kane, J. R Barnes, E. de Castro, and M. Cornide, A&A 512A, 45H
- ANALYSIS OF COMBINED RADIAL VELOCITIES AND ACTIVITY OF BD+20 1790: EVIDENCE SUPPORTING THE EXISTENCE OF A PLANETARY COMPANION  
**M. Hernán-Obispo**, M. Tuomi, M. C. Gálvez-Ortiz, A. Golovin, J. R Barnes, H. R. A. Jones, S. R Kane, D. Pinfield, J. S. Jenkins, P. Petit, G. Anglada-Escudé, S. C. Marsden, S. Catalán, S. V. Jeffers, E. de Castro, M. Cornide, A. Garcés, M. I. Jones, N. Gorlova, and M. Andreev, A&A 576, A66

#### B.1.2 Otros artículos

- FR CNC REVISITED. PHOTOMETRY, POLARIMETRY AND SPECTROSCOPY.  
A. Golovin, M.C. Gálvez-Ortiz, **M. Hernán-Obispo**, M. Andreev, J. R Barnes, D. Montes, E. Pavlenko, J. C. Pandey, R. Martínez-Arnáiz, B. J. Medhi, P. S. Parihar, A. Henden, A. Sergeev, S. V. Zaitsev and N. Karpov, MNRAS 421, 122
- CAFE: CALAR ALTO FIBER-FED ÉCHELLE SPECTROGRAPH.  
J. Aceituno, S. F. Sánchez, F. Grupp, J. Lillo, **M. Hernán-Obispo**, D. Benitez, L. M. Montoya, U. Thiele, S. Pedraz, D. Barrado, S. Dreizler and J. Bean, A&A 522, A31
- COOL STARS: CHROMOSPHERIC ACTIVITY, ROTATION, KINEMATIC AND AGE  
D. Montes, I. Crespo-Chacón, M.C. Gálvez, M.J. Fernández-Figueroa, J. López-Santiago, E. de Castro, M. Cornide, **M. Hernán-Obispo**, "Lecture Notes and Essays in Astrophysics" (M. Manteiga y A. Ulla eds.), Proceedings of the "XXIX Reunión Bienal de la Real Sociedad Española de Física" (Madrid, España). I.S.B.N 84-95046-03-2, pag 113 – 132

## B.2 Proceedings reuniones y conferencias

---

- CONFIRMING EMERGING ROCKY PLANETS.  
M.C. Gálvez-Ortiz, H.R.A. Jones, J.S. Jenkins, G. Anglada-Escudé, Z. Zhang, J.R. Barnes, P. Butler, G. Laughlin, **M. Hernán Obispo**, F. Murgas, D. Pinfield, E. Rivera, M. Tuomi, S. Vogt, poster contribution, 2014, Towards Other Earths II: The Star-Planet Connection, 15-19 September, Porto, Portugal
- GALLERY OF EXPLOPLANETARY ODDITIES: THE STAR THAT FLARES TOO MUCH  
**M. Hernán-Obispo**, M. Tuomi, M.C. Gálvez-Ortiz, A. Golovin, S. R. Kane, J. R. Barnes, D. Pinfield, E. de Castro, M. Cornide, G. Anglada-Escudé, A. Garcés, S. Catalán, M. Gorlova and M. Andreev, Highlights of Spanish Astrophysics VII (Eds: J. C. Guirado, L. M. Lara, V. Quilis and J. Gorgas), p. 654
- DRAWING THE TREASURE MAP: DISENTANGLING THE STRUCTURE OF THE MAGNETIC FIELD OF THE SYSTEM BD+20 1790  
**M. Hernán-Obispo**, M.C. Gálvez, G. Anglada-Escudé, S.R. Kane, J.R. Barnes, A. Golovin, E. de Castro, M. Cornide, Highlights of Spanish Astrophysics VI, Proceedings of the IX Scientific Meeting of the Spanish Astronomical Society (SEA), held in Madrid, September 13 - 17, 2010, Eds.: M. R. Zapatero Osorio, J. Gorgas, J. Maíz Apellániz, J. R. Pardo, and A. Gil de Paz., p. 624
- FR CNC NATURE REVISITED  
M.C. Gálvez, A. Golovin, **Hernán-Obispo, M.**, E. Pavlenko, M. Andreev, D. Montes, J.C. Pandey, A. Sergeev, Y. Kuznyetsova, V. Krushevska. Highlights of Spanish Astrophysics V, Astrophysics and Space Science Proceedings, ISBN 978-3-642-11249-2. Springer-Verlag Berlin Heidelberg, 2010, p. 405
- BD+20 1790 B: CHRONICLE OF AN EXOPLANETARY DISCOVERY  
**M. Hernán-Obispo**, M.C. Gálvez, G. Anglada-Escudé, S.R. Kane, J.R. Barnes, E. de Castro, M. Cornide, 2009, Proceedings of the The 15th Cool Stars, Stellar Systems and the Sun workshop, held in St Andrews, Scotland, UK, July 21-25, 2008, Eric Stempels (Ed.), Conference Proceedings Series of the American Institute of Physics (AIP), V. 1094, p. 441, ISBN 978-0-7354-0627-8
- AND THE OSCAR GOES TO... BD+ 20 1790 FOR "THE MYSTERY OF THE UNSEEN COMPANION"  
**M. Hernán-Obispo**, M.C. Gálvez , G. Anglada-Escudé, S. R. Kane, E. de Castro, M. Cornide, Highlights of Spanish Astrophysics V, Astrophysics and Space Science Proceedings (Eds.: J.M. diego, L. J. Goicoechea, J. I. González-Serrano and J. Gorgas), Volume . ISBN 978-3-642-11249-2. Springer-Verlag Berlin Heidelberg, 2010, p. 413
- ESTUDIO DE ESTRUCTURAS ACTIVAS EN UNA MUESTRA DE ESTRELLAS FRÍAS CON RÁPIDA ROTACIÓN: EL CASO DE BD+201790  
**M. Hernán-Obispo**, E. de Castro, M.C. Gálvez, M. Cornide, G. Anglada-Escudé, S.R. Kane, 2nd Workshop ASTROCAM: Jóvenes astrofísicos en la Comunidad de Madrid", 19 al 21 de septiembre 2007, Madrid

- FR CNC: SPECTROSCOPY AND PHOTOMETRY  
M.C. Gálvez, A. Golovin, E. Pavlenko, M. Andreev, **M. Hernán-Obispo**, D. Montes, J.C. Pandey, A. Sergeev, Y. Kuznyetsova and V. Krushevskaya, 2nd Workshop ASTRO-CAM: Jóvenes astrofísicos en la Comunidad de Madrid", 19 al 21 de septiembre 2007, Madrid
- AN UNSEEN COMPANION FOR BD+201790?  
**M. Hernán-Obispo**, E. de Castro, M.C. Gálvez, M. Cornide, "From stars to planets" Workshop, Gainesville, Florida USA, 11-14 April 2007
- FR CNC: SPECTROSCOPY AND PHOTOMETRY.  
A. Golovin, M.C. Gálvez, E. Pavlenko, M. Andreev, **M. Hernán-Obispo**, D. Montes, J.C. Pandey, A. Sergeev, Y. Kuznyetsova and V. Krushevskaya, 2007, 15th Annual Meeting of the European Astronomical Society (EAS) and the 6th Annual Meeting of Armenian Astronomical Society (ArAS), August 2007.
- ACTIVE REGIONS IN A SAMPLE OF LATE-TYPE RAPID ROTATOR STARS: SPECTROSCOPIC ANALYSIS.  
**M. Hernán-Obispo**, E. de Castro, M.C. Gálvez, M. Cornide, D. Montes, 14th Cool Stars, Stellar Systems and the Sun Workshop, Pasadena U.S.A., 6 al 10 noviembre 2006, Ed.: Gerard van Belle, ASP conf. Ser. V. 384 (ISBN: 978-1-58381-331-7)
- ACTIVE REGIONS IN A SAMPLE OF LATE-TYPE RAPID ROTATOR STARS: SPECTROSCOPIC ANALYSIS.  
**M. Hernán-Obispo**, E. de Castro, M.C. Gálvez, M. Cornide, D. Montes, Highlights of Spanish Astrophysics IV, VII Scientific Meeting of the Spanish Astronomical Society (SEA) held in Barcelona, September 12-15, 2006, (Eds: F. Figueras, J.M. Girart, M. Hernanz, C. Jordi)
- DETECTION AND ANALYSIS OF TRANSIENT PHENOMENA IN LATE-TYPE RAPID ROTATOR STARS.  
**Hernán-Obispo M.**, de Castro E. , Cornide M., poster contribution , IAC XVI Canary Island Winter School on Extrasolar Planets, 2004, Tenerife, November 22nd-December 3rd
- HIGH TEMPORAL RESOLUTION SPECTROSCOPY OF LATE-TYPE RAPID ROTATOR STARS  
**M. Hernán-Obispo**, E. de Castro, M. Cornide, et al., SEA/JENAM 2004, The many scales in the Universe, Springer ISBN10-1-4020-4351-1, Eds: J.C Del Toro Iniesta et al., CD P37
- ANALYSIS OF HIGH TEMPORAL RESOLUTION SPECTRA OF LATE-TYPE RAPID ROTATOR STARS: BD+201790  
**M. Hernán-Obispo**, E. de Castro, et al., 13th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, ESA SP (F. Favata, G. A. J. Hussain & B. Battrock eds. 2005, 560 (I-II), p. 647 – 650.





---

# Agradecimientos

---

*Por increíbles peligros e innumerables fatigas  
me he abierto camino...*

DENTRO DEL LABERINTO (JIM HENSON).

Ocurre con las tesis algo parecido a pintar un cuadro: es difícil decidir cuándo está terminada la obra, dejar de dar retoques, dejar de buscar defectos. Poner el "punto gordo", el último punto final, es una tarea complicada. La realización de esta tesis se ha dilatado en el tiempo más de lo planeado, pero todo comienzo tiene tarde o temprano, un final.

Esta tesis doctoral es el resultado de (muchos) años de investigación. Quiero agradecer en primer lugar al Departamento de Astrofísica y CC. de la Atmósfera de la Universidad Complutense de Madrid la oportunidad de haber podido realizar mi investigación, y poner todos los medios materiales a mi disposición a lo largo de todos estos años. Agradezco de manera especial que contara conmigo como Colaborador Honorífico UCM (2009-2013). Quisiera hacer extensivo el agradecimiento a todos los Profesores y Doctores del Departamento de Astrofísica y CC. de la Atmósfera, y al personal administrativo, en especial a Antonio Verdet aka *SuperTecLab*, por toda su ayuda siempre que lo he necesitado. No habría podido realizar gran parte de mi investigación sin el apoyo económico proporcionado por los proyectos AYA2005-02750, S-0505/ESP-0237 (ASTROCAM), AYA2008-06423-C03-03 y AYA2011-30147-C03-03.

En segundo lugar agradezco a mis directores, los profesores Dra. Elisa de Castro, Dr. Manuel Cornide y la Dra. Mari Cruz Gálvez, todo su apoyo, orientación y confianza en mi trabajo estos años.

La lista de compañeros doctorandos (muchos ya dispersos por el mundo) con los que he compartido estatus, conocido como "limbo" en la tercera planta, y también despacho, es larga, así que para no olvidar mencionar a alguien no pondré nombres. Es también larga la lista de post-docs que he visto llegar y marcharse del Departamento. Agradezco a todos en general sus palabras de ánimo y el compartir la sabiduría y conocimientos de quien va por delante de ti en el camino.

Me llevo muchísimos buenos momentos vividos a lo largo de todos estos años. Las legendarias comidas en la Sala entre Cúpulas del Observatorio UCM, con sus discusiones frikis, spoilers de series, chascarrillos de las 14:00, votaciones en el pizarrín, peleas por usar el microondas, delicias culinarias y postales de cualquier parte del mundo traídas por quien había ido de congreso, las eternas discusiones sobre si es mejor el Roscón de

Reyes con o sin nata... También las comidas de Navidad del pasillo, bodas y nacimientos, fiestas del doctorando, o los geniales Workshops del Grupo G-Astronómico (del cual me enorgullece ser socia fundadora) en los sitios más pintorescos (hasta hemos buscado tesoros familiares en pozos!).

Gracias a Jaime Zamorano por todos los proyectos de divulgación en los que contó conmigo: las Semanas y Ferias de la Ciencia, el Eclipse Anular, el desafío que supuso el AYA-IYA (we survived!!) y toda la larga lista de actividades que organizamos desde el Departamento, especialmente por el inmenso privilegio de ser comisaria adjunta en la exposición de Libros Históricos Complutenses. Gracias por buscarnos a los doctorandos apoyos económicos en todas estas actividades. Gracias a Javier Gorgas por confiar en mí para incluirme en el LOC de esa aventura que fue organizar la SEA 2010 en Madrid, y por todo su apoyo a lo largo de estos años. Agradezco en especial a Jesús Gallego toda su ayuda con los papeleos del doctorado, y por aguantar cientos de dudas.

Hacer una tesis doctoral sin el respaldo económico de una beca o de un contrato de investigación puede ser/parecer a priori algo totalmente descabellado. Pero lo cierto es que siempre me lo planteé como un reto. A lo largo de estos años de tesis han sido muchos y variados los trabajos con los que he tenido que compaginar mi investigación. Conseguir equilibrar al 100 % ambos mundos es una tarea ardua. Mucho más teniendo en cuenta que el campo de investigación en el que se enmarca mi tesis es uno de los más fructíferos y de continua producción de resultados. Mantenerse al día de todo y tener un nivel para competir y para trabajar codo con codo con un montón de excelentes profesionales, me ha exigido muchísimo (toneladas de motivación y sacrificar mi tiempo libre durante años) y no siempre ha sido fácil poder llevar adelante mi investigación con los parones forzados por los trabajos "no-astrofísicos". Como compensación kármica por todos estos obstáculos, he tenido el inmenso privilegio de poder trabajar junto a un grupo de magníficos colaboradores, un auténtico *dream team* astronómico. Detrás de un gran profesional hay una gran persona, y tengo la suerte de poder decir que he comprobado ambas cosas.

A Guillem Anglada-Escudé un GRACIAS en mayúsculas, por su entusiasmo, por esa capacidad para ilusionarse con los proyectos e ilusionar a otros, por ser riguroso, no conformarse, ser emprendedor. Gracias por tu fructífera estancia en el Departamento, por las consultas anónimas a Paul Butler sobre nuestros datos. La parte del estudio fotométrico del primer artículo salió adelante gracias a tí y a esas campañas del Telescopio Liverpool (LT) y también a la paciencia infinita de Chriss Moss del LT para con nosotros (bendito sea). Gracias por adecuar HARPS-TERRA para poder realizar el análisis del modelo de la "fake star". Gracias por buscarme financiación para esa estancia fallida en el DTM. Tenemos pendiente terminar algún día de encajar las piezas del puzzle del estudio del nIR de la BD+20 1790.

Colaborar con Stephen Kane ha sido un auténtico privilegio. Pocos astrónomos *cazoplanetas* hay que tengan su experiencia y brillantes resultados en casi todas las técnicas de detección. Le tengo que agradecer la revisión más concienzuda y más útil que me han hecho nunca de un artículo. Lo que aprendí y crecí como investigadora colaborando con el no se puede pagar. Gracias por echar una mano siempre, por responder tan rápido y con tanto entusiasmo. Por las palabras de ánimo, las fructíferas discusiones en el Cool Stars en tierras escocesas. Y sobre todo por creer en mi trabajo. Es muy gratificante que

alguien tan grande profesionalmente como tu, se involucre tanto en un artículo en el que no va de primer autor.

Trabajar con John Barnes es algo que no me llegué a plantear que ocurriera ni en el mejor de mis sueños. Mi tesina estaba basada en sus trabajos y los de su grupo de Saint Andrews (UK), así que poder aprender y trabajar con él en primera persona ha sido aparte de enriquecedor, un regalo de la magia de las coincidencias. Gracias John, por tu infinita paciencia y comprensión con mi ritmo de trabajo, tu genialidad y sobre todo por tu humildad, eso te hace aún más grande. Por tu rigurosidad para que todo encaje, tu capacidad para encontrar problemas y no dejar nada sin respuesta. Una parte muy importante del trabajo de esta tesis no habría salido adelante sin tus sugerencias, discusiones y sobre todo, tus dudas, que han llevado un paso más allá el segundo artículo. Parte de la creación del modelo de la "fake star" es obra tuya, y de la magia de esos códigos de Doppler imaging de Saint Andrews. El feedback científico que he recibido de tí en mis artículos es puro oro, tanto la parte positiva como la negativa.

A Alex Golovin agradezco que pudiera realizar la campaña en HERMES 2010 en plenas fechas navideñas y también su valiosa colaboración con la campaña en Terskol 2010 simultánea con la del TNG. El análisis de los datos de Terskol y de los datos de ASAS-3 es parte importante en el puzzle de la visión del sistema estrella+planeta. Gracias por tu entusiasmo, preocupación y gran interés, y por tu implicación en el artículo.

A David Pinfield tengo que agradecer su apoyo incondicional, tanto en poner a mi disposición personas y medios para poder realizar buena parte de los resultados de esta tesis, como por la oferta de estancia en Hertfordshire que desgraciadamente no pude disfrutar. Gracias por creer tanto en mi trabajo de manera tan desinteresada.

A Hugh Jones agradezco la cesión de tiempo de observación con HARPS-N para emplearlo en BD+20 1790. Gracias por todas las discusiones científicas, sugerencias y comentarios, que han sido muy útiles y han ayudado a mejorar el enfoque del segundo artículo. Mil gracias por todo su apoyo, su paciencia y su entusiasmo para que el segundo artículo saliera a la luz. Gracias infinitas por el empuje para que el análisis bayesiano se pudiera terminar.

A Silvia y Ane les agradezco el ceder parte de su tiempo de observación en el TNG para realizar observaciones de BD+20 1790. A Silvia especialmente sus palabras amables y de ánimo, y toda la ayuda con la revisión lingüística del segundo artículo.

Colaborar con Pascal Petit y Stephen Marsden es también un auténtico regalo que trajo bajo el brazo uno de los artículos de esta tesis. Gracias a ambos y a todo el equipo del proyecto BCool por incluir a BD+20 1790 en el tiempo de observación con NARVAL y poder realizar el análisis espectropolarimétrico. Pascal me demostró que aparte de un gran científico, es también una persona con gran calidad humana. A Stephen agradezco que a pesar de llegar el último, se implicó con la totalidad del artículo como el que estaba ahí desde el primer día (incluso más). Gracias infinitas por sus comentarios y sugerencias para mejorar el artículo, por sus palabras de ánimo y la calidad del feedback científico.

A James Jenkins agradezco toda su implicación y ayuda en las observaciones de las campañas en HARPS-N. Su gran interés por mi trabajo y todos los comentarios y sugerencias para mejorar el artículo, que han sido muy valiosos. Su apoyo desde Chile

para que el análisis final de todos los datos se pudiera llevar adelante en la última fase del artículo fue muy importante.

Nunca imaginé que perder mi minuto de gloria en la Winter School del IAC supondría un cambio en el rumbo de mi tesis. Gracias al Dr. Lawrence Doyle por la fructífera conversación y por ponerme en el inicio del camino.

Como bien dice Jaime Zamorano los astrónomos somos privilegiados porque viajamos a sitios exóticos. Esta tesis no se habría podido realizar sin los datos obtenidos en los observatorios de Calar Alto, La Palma, Terskol (Rusia) y Pic du Midi (Francia). Y por supuesto sin el soporte y la ayuda de los grandísimos profesionales que trabajan en ellos. Mi agradecimiento en especial a Rafa Barrena en la campaña del TNG04B (La Palma); a Ana Guijarro, Gilles Bergond (A-ha 4ever!), Jesus Aceituno, Felipe Hoyo, Ulli Thiele en Calar Alto, en especial a Santos Pedraz por hacernos sentir en Calar Alto como en casa; a Chris Moss (LT) por su paciencia infinita y su comprensión; a Nadya Gorlova por todo el apoyo con la campaña de HERMES y el análisis de los datos. Gracias a Tanya Kartus por su apoyo para que la primera campaña del LT se pudiera realizar.

Aparte de viajar a sitios exóticos y diversos continentes, me llevo de regalo el haber cruzado mi camino con un puñado de personas por las que doy gracias, no solo por su calidad científica, sino por su calidad humana. A José A. Caballero(jedi) gracias especialmente por apoyarme y defenderme en tantos momentos/circunstancias, por tu preocupación, por los ratos de discusión científica y animarme cual cuarto director de tesis a que terminara. A Mery Morales y Amelie Bayo, por compartir tantas risas (en ocasiones tan necesarias como respirar), charlas y momentos radio-patio. A Mery debo agradecer en especial el haber podido asistir al Cool Stars de Pasadena sin arruinarme. A Nuria Huélamo por toda la sabiduría que ha compartido conmigo, los ratos de discusión científica y por tantas palabras de ánimo. A Sebastián Sánchez y Jesús Aceituno por la oportunidad de trastear con los datos de CAFÉ antes que nadie y aportar mi granito de arena con la calibración en longitud de onda. A Pique (Jose Enrique Ruiz) gracias por todas las postales desde los rincones más remotos del planeta. Si el amigo Brian (May) consiguió doctorarse a los 62 años todavía queda esperanza para nosotros. A Benja por las palabras de ánimo y por contar conmigo para formar parte del equipo de la colaboración SEA-El País digital. A Mercedes López por tantas palabras de ánimo, por sus palabras sabias y por ser una de las mujeres científicas más brillantes que conozco.

Dentro de los muros de la UCM debo mencionar especialmente a Sergio Pascual aka "el arquitecto de Matrix". Mil millones de GRACIAS por echarme una mano siempre que lo he necesitado. Por resucitar varias veces a los distintos ordenadores que he tenido a lo largo de estos años, por ponerlos a punto y estar pendiente de si funcionaba todo. Esta tesis sin duda alguna no habría podido realizarla sin tu ayuda!! A Nicolás Cardiel, por crear programas tan estupendos como RedUCMe y Xpgp, y regalarme parte de su tiempo poniéndolos a punto en mi ordenador y atendiendo todas mis dudas. Por todo su apoyo los años que fue director del Departamento. A Armando Gil por tantísimas palabras de ánimo, por aguantar mis ratos de desesperación con editores, referees y co-autores, y darme buenos consejos, por la preocupación y por ser una de las mejores personas que conozco en este mundillo de la ciencia. A Pablo G. Pérez (el segundo en la lista de favoritos :P) por dejarme ir de ocupa en su coche a la SEA de Santander. A África Castillo

muchas gracias por todo tu cariño y tu apoyo. A Elisa Toloba, Guillermo Barro, Victor Villar y Juan Carlos Muñoz, por tantos buenos ratos en la tercera planta (y también en la cuarta, pero que no se entere Pablo!). A Raffaella Marino por el cariño y por las charlas de desahogo mutuo delante de un café o dando vueltas por el parque de ciencias. A Esther Mármol un GRACIAS así de enorme por todo su apoyo, su preocupación y amistad a lo largo de estos años, por estar siempre pendiente, por todas las veces que dio la cara por mí, por todos los momentos compartidos (y los que quedarán!) y por los abrazos que sanan.

Quiero agradecer en especial al grupo de compañeros “estelares” con los que más años compartí día a día aventuras y desventuras: Inés Crespo, Javier López y Mari Cruz Gálvez. Por todos los ratos vividos, los buenos y los malos, las aventuras y anécdotas en congresos por medio mundo y tantos otros momentos que es imposible poder abarcar en estas hojas. Gracias a Javier por su ayuda siempre que lo he necesitado y a Inés, mi supercompis de despacho durante mucho tiempo, por todo lo compartido. Mención aparte en estos agradecimientos merece Mari Cruz Gálvez. Esta tesis no habría salido adelante de no haber contado con su infinita ayuda, ilusión y apoyo. Gracias Mari Cruz por tantos desvelos y por ofrecer siempre luz en las dificultades y problemas, por tener siempre las palabras adecuadas para ayudarme a recuperar la confianza en mi misma, por buscar siempre lo positivo en medio de la negatividad, por apostar e ilusionarte con mi trabajo y enredar y enrollar en el camino a tanta gente con la que ha sido un privilegio trabajar. Por acompañarme en las campañas de observación y por tantas y tantas horas de discusión científica y charlas no-científicas. Admiro tu capacidad de resiliencia, tu fuerza y positividad. La compensación a todo lo malo que hayan podido tener estos años de tesis ha sido poder conocer a personas como tu.

Gracias a todos los que estuvieron a mi lado un trozo del camino. La lista de las personas que me han apoyado, animado y sufrido mi falta de tiempo por culpa de la tesis estos años es larga, y seguramente me olvidaré mencionar a muchos. Quiero agradecer en especial a Carmen el tener siempre las palabras adecuadas en los momentos justos, por estar siempre ahí brindando serenidad y fuerza. A mis compis “Lagrangianos” Alberto, Loli y Cristóbal, por todo el apoyo y la comprensión. A mi gemelo sideral Edu Aldán y al erizo rosa, por recordarme que los sueños infantiles se pueden conseguir si no dejamos de creer en ellos, y por ser uno de los mejores regalos que me ha hecho el Universo (tanto espacio, tantos mundos y coincidir!). El agradecimiento es extensible al resto de la familia “aldaniana” en especial a Rafa y a Sito. Me gustaría dar las gracias a mis compañeros y alumnos de la Escuela de Tiempo Libre Jumavi, por ser un oasis en medio del desierto de los agobios. También, a mis compañeros del PEAC (Programa de Enrichimiento Educativo para Alumnos con Altas Capacidades) por tantísimas palabras de ánimo, por la preocupación y el interés, y por ayudarme a reírme de los problemas y dificultades. En especial a Ana, por el cariño, la atención y la escucha, y a Yolanda, por todo el apoyo a lo largo de estos años y la comprensión en las épocas de agobio máximo entre tesis+actividades del programa. A todos mis alumnos de la Universidad para los Mayores de la URJC, por devolverme mucho más de lo que doy, y recordarme porqué elegí dedicarme a la Astrofísica. Quiero agradecer también especialmente a Asunción Sánchez y Mariano Esteban todo el cariño y palabras de ánimo.



Quien más ha sufrido el agobio, el estrés y la falta de tiempo esta última etapa ha sido mi familia, en especial mis sobrinos, Érica, Carolina, Isaac y Juan. Han sabido aguantar y comprender que no pudiera estar con ellos tanto como me gustaría, y que no pudiéramos buscar tesoros en la playa, jugar a piratas o jedis, tocar la guitarra y el piano, pintar dragones y hadas, hacer bizcochos y otros inventos culinarios, ver nuestras pelis favoritas o pasarnos horas buceando en libros maravillosos. Gracias a mis hermanos, Antonio y M<sup>a</sup> del Prado y a mis cuñados, Rosa y Santiago, por tantas palabras de ánimo, por el cariño, preocupación y comprensión.

No recuerdo exactamente con cuántos años comenzó mi afición por la Astronomía, pero sí recuerdo a las personas que la fomentaron de una manera u otra. Como muchos otros astrónomos le debo a Carl Sagan el descubrir en la pantalla de mi televisor la puerta a un Universo repleto de cosas maravillosas, que en mi caso eran tangibles porque mi tío Miguel Angel, que por aquel entonces trabajaba en la misión Voyager en el Jet Propulsion Laboratory (NASA), me enviaba fotografías y pegatinas de todas esas maravillas que veía en la tele. Los terceros en la lista de culpables son, sin duda alguna mis padres, Antonio y Magdalena, por alentar mi afición desde muy pequeña y convertirla con el paso del tiempo en mi vocación. Por regalarme mi primer telescopio cuando tenía 11 años, libros y enciclopedias sobre astronomía, visitas al Planetario de Madrid, una suscripción a la Tribuna de Astronomía (de la cual entendía bien poco) y por acompañarme en las excursiones con el telescopio a cuestras en pos del cometa o evento astronómico de turno. La palabra "gracias" se queda corta para expresar todo lo que les debo por su apoyo incondicional tanto en los años de carrera, como en los interminables años de doctorado, por su infinita paciencia, comprensión y amor.

---

## Bibliografía

---

- [1] Aigrain S., Pont F., and Zucker S., 2012, MNRAS, 419, 3147
- [2] Anglada-Escudé, G. and Butler, R. P. 2012, ApJS, 200, 15
- [3] Anglada-Escudé G., Shkolnik E. L., Weinberger, A. J., et al, 2010, ApJL, 711, 24A
- [4] Anglada-Escudé G., Tuomi M., Gerlach E., et al., 2013, A&A, 556, 126A
- [5] Aurière, M. 2003, EAS Publications Series, 9, 105
- [6] Ayres, T. R. and Linsky, J. L. 1980, ApJL, 241, 279
- [7] Baglin, A., Auvergne, M., Barge, P. et al., 2009, IAU Symposium, 253, 71B
- [8] Bakos, G. Á., Lázár, J., Papp, I. et al., 2002, PASP, 114, 974B
- [9] Baluev, R. V., 2013, MNRAS, 429, 2052B
- [10] Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M. et al 1996, A&AS, 119, 373
- [11] Barclay T., Burke C. J., Howell, S. B. et al., 2013, ApJ, 768, 101B
- [12] Barden, S. C., 1985, ApJ, 295, 162
- [13] Barenfeld, S. A., Bubar, E. J., Mamajek, E. E. et al. 2013, ApJ, 766, 6
- [14] Barnes, J. R., Collier Cameron, A., Unruh Y. C., et al. 1998, MNRAS, 299, 904
- [15] Barnes, J. R., Collier Cameron, A., James, D. J. and Donati, J.-F., 2000, MNRAS, 314, 162
- [16] Barnes, J. R., Cameron, A. C., et al., 2005, MNRAS, 356, 1501
- [17] Barnes, J. R., Jenkins, J. S., Jones, H. R. A. et al. 2014, MNRAS, 439, 3094
- [18] Barnes, S. A. 2007, ApJ, 669, 1167
- [19] Bean, J. L., Seifahrt, A., Hartman, H. et al., 2010, ApJ, 711, 19B
- [20] Bedding T. R. and Kjeldsen H., 2003, PASA, 20, 203
- [21] Bedding T. R. and Kjeldsen H., 2007, Communications in asteroeismology, 150,106
- [22] Biazzo, K., Frasca, A., Henry, G. W. et al., 2007, ApJ, 656, 474



- [23] Boisse I., Moutou C., Vidal-Madjar A., et al, 2009, *A&A*, 495, 959
- [24] Boisse I., Bouchy F., Hertbrard G., et al, 2011, *A&A*, 528, A4
- [25] Boisse I., Bonfils X., and Santos N. C., 2012, *A&A*, 545, 109
- [26] Bond, I. A., Udalski, A., Jaroszyński, M., et al., 2004, *ApJL* 606, L155
- [27] Bonfils, X., Mayor, M., Delfosse, X. et al., 2007, *A&A*, 474, 293
- [28] Bonfils, X., Lo Curto, G., Correia, A. C. M. et al., 2013, *A&A*, 556, A110
- [29] Borucki W. J., Koch, D. G., Batalha N., et al, 2012, *ApJ*, 745, 120B
- [30] Boss A. P., 1997, *Science*, 276, 1836
- [31] Bouchy F. and Carrier F., 2003, *Ap&SS*, 284, 21
- [32] Bouvier, J., Alencar, S. H. P., Boutelier, T., et al., 2007, *A&A*, 463, 1017
- [33] Broomhall, A.-M., Chaplin, W. J., Davies, G. R. et al, 2009, *MNRAS*, 396L, 100B
- [34] Butler P. and Marcy G. W., 1996, *ApJL*, 464, L153
- [35] Butler R. P., Vogt, S. S., Marcy, G. W. et al, 2004, *ApJ*, 617, 580B
- [36] Byrne, P. B., Eibe, M. T. and Rolleston, W. R. J., 1996, *A&A*, 311, 651
- [37] Cabrera J., Csizmadia S., Lehmann, H. et al., 2014, *ApJ*, 781, 18C
- [38] Campbell, B. and Walker, G. A. H., 1979, *PASP*, 91, 540C
- [39] Campbell B., Walker G. A. H., Yang S., 1988, *ApJ*, 361, 902
- [40] Canto Martins, B. L., Das Chagas, M. L., & Alves, S. 2011, *A&A*, 530, A73
- [41] Cardiel, N., 1999, PhD Thesis, Universidad Complutense de Madrid
- [42] Carpenter, J. M., Bouwman, J., Silverstone, M. D. et al., 2008, *ApJS*, 179, 423
- [43] Carroll, B. W. and Ostlie, D. A., 2007, *An Introduction to Modern Astrophysics*, 2nd edition, Pearson International Edition, Addison Wesley
- [44] Catalano, S., Rodono, M., Frasca, A., et al. 1996, in "Stellar Surface Structure", ed. K. G. Strassmeier & J. Linsky, IAU Symposium, 176, 403
- [45] Catalano, S., Biazzo, K., Frasca, A. et al., 2002, *A&A*, 394, 1009
- [46] Chambers J. E., 2006, *ApJ*, 652, 133
- [47] Charbonneau, D., Brown, T.M., Latham D. W., et al., 2000, *ApJL*, 529, L45
- [48] Chib, S., and Jeliazkov, I. 2001, *J. Am. Stat. Ass.*, 96, 270
- [49] Close, L. M., Thatte, N., Nielsen, E. L. et al. 2007, *ApJ*, 665, 736

- [50] Cohen, O., Drake, J. J., Kashyap, V. L., et al. 2009, *ApJL*, 704, L85
- [51] Cohen, O. and Drake, J. J. and Kashyap, V. L. et al., 2010, *ApJL*, 723, 64C
- [52] Cohen, O., Kashyap, V. L., Drake, J. J. et al., 2011, *ApJ*, 733, 67C
- [53] Collier Cameron, A., 1997, *MNRAS*, 287, 556
- [54] Collier Cameron, A., 2001, in *IAU Symposium*, "Recent Insights into the Physics of the Sun and Heliosphere: Highlights from SOHO and Other Space Missions", 203, p229
- [55] Collier Cameron, A. and Robinson, R. D., 1989a, *MNRAS*, 236, 57
- [56] Collier Cameron, A. and Robinson, R. D., 1989b, *MNRAS*, 238, 657
- [57] Collier Cameron, A. and Robinson, R. D., 1989c, *MNRAS*, 238, 657
- [58] Collier Cameron, A. and Woods, J. A., 1992, *MNRAS*, 258, 360
- [59] Collier Cameron, A., Jardine, M. M. and Donati, J.-F., 2002, in *ASP Conf. Ser.*, "Stellar Coronae in the Chandra and XMM-NEWTON Era", 277, p397
- [60] Cosentino, R., Lovis, C., Pepe, F. et al. 2012, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, 8446
- [61] Cumming, A., 2004, *MNRAS*, 354, 1165
- [62] Cuntz, M. and Shkolnik, E., 2002, *AN*, 323, 387
- [63] Cuntz, M., Saar, S. H. and Musielak, Z. E., 2000, *ApJL*, 533, L151
- [64] da Silva, L., Torres, C. A. O., de La Reza, R. et al. 2009, *A&A*, 508, 833
- [65] De Rosa M. L., 2001, PhD. Thesis, University of Colorado at Boulder
- [66] De Rosa M. L., Gilman P. A. and Toomre J., 2002, *ApJ*, 581, 1356
- [67] Del Moro D., 2004, *A&A*, 428, 1007
- [68] Desort, M., Lagrange, A.-M. et al., 2007, *A&A*, 473, 983
- [69] Donati, J.-F., Mengel, M., Carter, B. D. et al., 2000, *MNRAS*, 316, 699
- [70] Donati, J.-F., Semel, M., Carter, B. D. et al. 1997, *MNRAS*, 291, 658
- [71] Donati, J.-F., Morin, J., Petit, P. et al 2008, *MNRAS*, 390, 545
- [72] Doyle, J. G., Butler, C. J., van den Oord, G. H. J., & Kiang, T. 1990, *A&A*, 232, 83
- [73] Doyle L. R., Carter J. A., Fabrycky D. C. et al., 2011, *Science*, 333, 1602D
- [74] Dumusque X., Lovis C., Segrasan D. et al, 2011a, *A&A*, 535, A55
- [75] Dumusque X., Santos N. C., Udry S., et al, 2011c, *A&A*, 527, A82

- [76] Dumusque X., Pepe F., Lovis C., et al, 2012, *Nature*, 491, 207
- [77] Dumusque, X., Boisse, I. and Santos, N. C., 2014, *ApJ*, 796, 132D
- [78] Eibe, M. T., 1998, *A&A*, 337, 757
- [79] Eibe, M. T., Byrne, P. B., Jeffries, R. D. et al., 1999, *A&A*, 341, 527
- [80] Esposito, M., Guenther, E., Hatzes, A. P. et al., 2006, "Tenth Anniversary of 51 Peg-b: Status of and prospects for hot Jupiter studies", p127
- [81] Fares, R., Donati J.-F., Moutou, C., et al. 2010, *mnras* 406, 409
- [82] Feroz, F. and Hobson, M. P., 2014, *MNRAS*, 437, 3540F
- [83] Ferreira, J. M. 1998, *A&A*, 335, 248
- [84] Ferreira, J. M., 2000, *MNRAS*, 316, 647
- [85] Figueira, P., Marmier, M., Bonfils, X., et al 2010, *A&A*, 513, L8
- [86] Figueira, P., Santos, N. C., Pepe, F. et al., 2013, *A&A*, 557, 93F
- [87] Fischer, D. A. and Valenti, J., 2005, *ApJ*, 622, 1102
- [88] Fleming, T. A., Schmitt, J. H. M. M. and Giampapa, M. S., 1995, *ApJ*, 450, 401
- [89] Ford, E. B., and Gregory, P. C. 2007, *Statistical Challenges in Modern Astronomy IV*, Babu, G. J. & Feigelson, E. D. (eds.), *ASP Conf. Ser.*, 371, 189
- [90] Forveille T., Bonfils X., Delfosse X. et al, 2009, *A&A*, 493, 645
- [91] Frasca, A., Biazzo, K., Catalano, S. et al., 2005, *A&A*, 432, 647
- [92] Fressin F., Torres G., Désert J.-M. et al., 2011, *ApJS*, 197, 5F
- [93] Gálvez Ortiz, M. C. 2005, PhD Thesis, Universidad Complutense de Madrid
- [94] García-Alvarez, D., Foing, B. H., Montes, D., et al. 2003, *A&A*, 397, 285
- [95] Glebocki, R., Bielicz, E., Pastuszka, Z., & Sikorski, J. 1986, *AcA*, 36, 369
- [96] Graffagnino, V. G., Wonnacott, D., & Schaeidt, S. 1995, *MNRAS*, 275, 129
- [97] Gratton, R. G., Bonanno, G., Bruno, P. et al, 2001, *Exp. Ast.*, 12, 107
- [98] Gray, D. F. and Hatzes, A. P., 1997, *ApJ*, 490, 412G
- [99] Gregory, P. C. 2007a, *MNRAS*, 374, 1321
- [100] Gregory, P. C. 2007b, *MNRAS*, 381, 1607
- [101] Gregory, P. C. 2011, *MNRAS*, 415, 2523
- [102] Griesmeier, J.-M., Zarka, P., & Spreeuw, H. 2007, *A&A*, 475, 359

- [103] Griffin, R., 1973, MNRAS, 162, 243G
- [104] Griffin R. and Griffin R., 1973, MNRAS, 162, 255
- [105] Goldreich, P. and Tremaine, S., 1980, ApJ, 241, 425
- [106] Gonzalez, G., 2014, MNRAS, 443, 393G
- [107] Gonzalez, G., Laws, C., Tyagi, S. et al., 2001, AJ, 121, 432
- [108] Guillot, T., Santos, N. C., Pont, F. et al., 2006, A&A, 453, L21
- [109] Guirado, J. C., Marcaide, J. M., Martí-Vidal, I. et al. 2011, A&A, 533, A106
- [110] Haisch Jr. K. E., Lada E. A. and Lada C. J., 2001, ApJL, 553, L153
- [111] Hale G. E., 1908, ApJ, 28, 315H
- [112] Hall, J. C., and Ramsey, L. W. 1992 AJ, 104, 1942
- [113] Hall, J. C., and Ramsey, L. W. 1994, AJ, 107, 1149
- [114] Hall J. C. 2008, Living Reviews in Solar Physics, vol 5., 2
- [115] Hallinan, G., Sirothia, S. K., and Antonova, A. 2013, ApJ, 762, 34
- [116] Hart, A. B., 1954, MNRAS, 114, 17H
- [117] Hastings, W. 1970, Biometrika 57, 97
- [118] Hatzes, A. P., Dvorak, R., Wuchterl, G. et al., 2010, A&A, 520, 93H
- [119] Haywood, R. D., Collier Cameron, A., Queloz, D. et al., 2014, MNRAS, 443, 2517H
- [120] Hebb L., Collier-Cameron A., Loeillet B. et al., 2009, A&A 693, 1920H
- [121] Hernán-Obispo, M., 2004, Diploma de Estudios Avanzados, Universidad Complutense de Madrid
- [122] Hernán-Obispo, M., de Castro, E., Cornide, M. et al., 2004, SEA/JENAM, Springer ISBN 10-1-4020-4352-1, CD P37
- [123] Hernán-Obispo, M., de Castro, E., Cornide, M., 2005, ESA Special Publication, 560, 647
- [124] Hernán-Obispo, M., de Castro E., Gálvez-Ortiz, M. C. et al., 2006, 14th Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, ASP conf. ser., V384
- [125] Hernán-Obispo, M., de Castro, E., Gálvez, M.C., "Highlights of Spanish Astrophysics IV", 2007, Kluwer Academic Publishers
- [126] Hernán-Obispo, M., Gálvez-Ortiz, M. C., Anglada-Escudé, G., et al. 2010, A&A, 512, A45
- [127] Hernán-Obispo, M., Tuomi, M. and Gálvez-Ortiz, M. C. et al., 2015, A&A, 576, 66H

- [128] Houdebine, E. R., 1992, *Irish Astronomical Journal*, 20, 213
- [129] Howard R. F. 1996, *ARA&A*, 34, 75
- [130] Huélamo, N., Figueira, P., Bonfils, X. et al., 2008, *A&A*, 289L, 9H
- [131] Huerta, M., Johns-Krull, C. M. et al., 2008, *ApJ*, 678, 472
- [132] Isaacson H. and Fischer D., 2010, *ApJ*, 725, 875
- [133] Ip, W.-H., Kopp, A. and Hu, J.-H., 2004, *ApJL*, 602, L53
- [134] Jacob W.S. , 1855, *MNRAS*, 15, 228J
- [135] Janson, M., Brandner, W., Lenzen, R. et al. 2007, *A&A*, 462, 615
- [136] Jardine, M., Collier Cameron, A., Donati, J.-F. et al., 2001, *MNRAS*, 324, 201
- [137] Jardine, M. and van Ballegooijen, A. A., 2005, *MNRAS*, 361, 1153
- [138] Jeffries, R. D. 1995, *MNRAS*, 273, 559
- [139] Jeffries, R. D. 1996, in "Stellar Surface Structure", ed. K. G. Strassmeier & J. Linsky  
IAU Symposium, 176, 461
- [140] Jeffries, R. D. and Jewell, S. J., 1993, *MNRAS*, 264, 106
- [141] Jeffries, R. D., Byrne, P. B., Doyle, J. G. et al., 1994, *MNRAS*, 270, 153
- [142] Jenkins, J. S. and Tuomi, M. 2014, *ApJ*, 794, 110
- [143] Jenkins, J. S., Tuomi, M., Brasser, R. et al. 2013, *ApJ*, 771, 41
- [144] Kalas P., Graham J. R., Chiang E. et al., 2008, *Science*, 322, 1345
- [145] Kashyap, V. L., Drake, J. J. and Saar, S. H., 2008, *ApJ*, 687, 1339
- [146] Krejčová, T., and Budaj, J. 2012, *A&A*, 540, A82
- [147] Kürster, M., Endl, M., Rouesnel, F. et al., 2003, *A&A*, 403, 1077
- [148] Kurucz, R. L., 1993, *IAU Colloq. 138: Peculiar versus Normal Phenomena in A-type and Related Stars*, *APCS* , 44, 87
- [149] Lagrange A., Desort M., and Meunier N., 2010, *A&A*, 512, 38L
- [150] Lanza, A. F., 2008, *A&A*, 487, 1163
- [151] Lanza, A. F., 2009, *A&A*, 505, 339
- [152] Lanza, A. F. 2011, *Ap&SS*, 336, 303L
- [153] Lanza, A. F., 2013, *A&A*, 557, 31L
- [154] Lanza, A. F. 2015, 18th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Edited by G. van Belle and H.C. Harris., pp.811-830

- [155] Lanza, A. F., Bonomo, A. S. and Rodonò, M., 2007, *A&A*, 464, 741L
- [156] Lanza, A. F., Bonomo, A. S., Pagano, I. et al., 2011, *A&A*, 525, 14L
- [157] Latham D. W., Stefanik R. P., Mazeh T. et al., 1989, *Nature*, 339, 38
- [158] Lazorenko, P. F., Sahlmann, J., Ségransan, D. et al, 2011, *A&A*, 527, 25L
- [159] Limbach, M. A. and Turner, E. L., 2015, *PNAS*, 112, 20L
- [160] Lin D. N. C. and Papaloizou J., 1979, *MNRAS*, 186, 799
- [161] Lissauer J. J., Fabrycky D. C., Ford, E. B. et al., 2011, *Nature*, 470, 53L
- [162] López-Santiago, J. 2005, PhD Thesis, Universidad Complutense de Madrid
- [163] López-Santiago, J., Montes, D., Crespo-Chacón, I., et al., 2006, *ApJ*, 643, 1160
- [164] López-Santiago, J., Montes, D. , Gálvez-Ortiz, M. C., et al. 2010, *A&A*, 514, A97
- [165] Lomb, N. R. 1976, *Astrophys. Space Sci.*, 39, 447
- [166] Lovis C., Mayor M., Pepe F. et al., 2006, *Nature*, 441, 305L
- [167] Lovis C., Ségransan D., Mayor, M. et al., 2011, *A&A*, 528, 112L
- [168] Lowrance, P. J., Becklin, E. E., Schneider, G., Kirkpatrick, et al., 2005, *AJ*, 130, 1845
- [169] Luhman, K. L. and Stauffer, J. R. and Mamajek, E. E. 2005, *apjl*, 628 L69
- [170] Makarov, V. V., Beichman, C. A., Catanzarite, J. H. et al., 2009, *ApJ*, 707, 73M
- [171] Mamajek, E. E. and Hillenbrand, L. A., 2008, *ApJ*, 687, 1264
- [172] Mayer L.,Quinn T., Wadsley J. et al., 2002, *Science*, 298, 1756
- [173] Mao S. and Paczynski B., 1991, *ApJL*, 374, L37
- [174] Marcy G. W. and Butler R. P., 1996, *ApJL*, 464, L147
- [175] Marois C., Macintosh B., Barman T., et al., 2008, *Science*, 322, 1348
- [176] Marsden, S. C., Petit, P., Jeffers, S. V., et al., 2014, *MNRAS*, 444, 3517-3536
- [177] Martín, E. L., Guenther, E., Zapatero Osorio, M. et al., 2006, *ApJL*, 644, L75
- [178] Martínez Fiorenzano, A. F., Gratton, R. G., Desidera, S. et al., 2005, *A&A*, 442, 775
- [179] Mason, K. O., Hassall, B. J. M., Bromage, G. E. et al., 1995, *MNRAS*, 274, 1194
- [180] Massi, M., Menten, K., & Neidhöfer, J. 2002, *A&A*, 382, 152
- [181] Massi, M., Ros, E., Menten, K. M., et al. 2008, *A&A*, 480, 489
- [182] Matsakos, T., Uribe, A. and Königl, A., 2015, *A&A*, 578, 6M

- [183] Mayor, M. and Queloz, D., 1995, *Nature*, 378, 355
- [184] Mayor, M., Udry, S., Lovis, C. et al., 2009, *A&A*, 493, 639M
- [185] Mayor, M., Marmier, M., Lovis, C. et al., 2011, arXiv 1109.2497
- [186] Mayor, M., Lovis, C. and Santos, N. C., 2014, *Nature*, 513, 328M
- [187] McCarthy, K. and White, R. J., 2012, *AJ*, 143, 134
- [188] McIvor, T. and Jardine, M. and Holzwarth, V., 2006, *MNRAS*, 367, L1
- [189] Melo C., Santos N. C., Gieren W. et al, 2007, *A&A*, 467, 721
- [190] Metropolis, N., Rosenbluth, A. W., Rosenbluth, M. N., et al. 1953, *J. Chem. Phys.*, 21, 1087
- [191] Meunier N. and Lagrange A., 2013, *A&A*, 551, 101M
- [192] Meunier N., Desort M., and Lagrange A. M., 2010, *A&A*, 512, A39
- [193] Montes, D., Fernandez-Figueroa, M. J., de Castro, E. et al. 1997, *A&AS*, 125, 263
- [194] Montes, D., Saar, S. H., Collier Cameron, A. et al. 1999, *MNRAS*, 305, 45
- [195] Montes, D., López-Santiago, J., Gálvez, M. C., et al. 2001, *MNRAS*, 328, 45
- [196] Montes, D., de Castro, E., Fernandez-Figueroa, M. J. et al., 1995, *A&AS*, 114, 287
- [197] Mordasini, C., Alibert, Y. and Benz, W., 2009a, *A&A*, 501, 1139M
- [198] Mordasini, C., Alibert, Y. and Benz, W. et al., 2009b, *A&A*, 501, 1161M
- [199] Moulds, V. E., Watson, C. A., Bonfils, X. et al., 2013, *MNRAS*, 430, 1709M
- [200] Norton, A. J., Wheatley, P. J., West, R. G., et al., 2007, *A&A*, 467, 785
- [201] Oliveira, J. M. and Foing, B. H. 1999, *A&A*, 343, 213
- [202] Ortega, V. G., Jilinski, E., de La Reza, R. et al. 2007, *MNRAS*, 377, 441
- [203] Oshagh, M., Boisse, I., Boué, G. et al., 2013, *A&A*, 549, 35O
- [204] Pagano, I., Lanza, A. F., Leto, G., Messina, S., et al. 2009, *Earth Moon and Planets*, 105, 373
- [205] Parker, E. N., 1970, *ApJ*, 162, 665P
- [206] Paulson, D. B. and Yelda, S., 2007, *PASP*, 118, 706
- [207] Paulson D. B., Saar S. H., Cochran W. D. et al, 2002, *AJ*, 124, 572
- [208] Paulson, D. B., Cochran, W. D. and Hatzes, A. P., 2004, *AJ*, 124, 3579
- [209] Pepe, F., Mayor, M., Rupprecht, G. et al. 2002, *The Messenger*, 110, 8

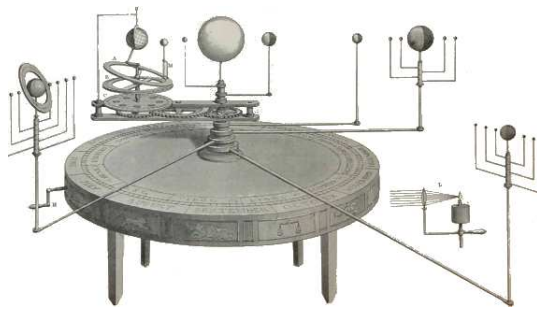


- [210] Pepe F., Lovis, C., Ségransan D. et al., 2011, *A&A*, 534, 58P
- [211] Pfeiffer, M. J., Frank, C., Baumueller, D. et al, 1998, *A&AS*, 130, 381
- [212] Pillitteri, I. , Günther, H. M. , Wolk S. J., et al. 2011, *ApJL*, 741, L18
- [213] Pillitteri, I., Wolk, S. J., Lopez-Santiago, J. et al. 2014, *ApJ*, 785, 145
- [214] Pojmanski, G. 2002, *actaa*, 52, 397
- [215] Pollack J.B., Hubickyj O., Bodenheimer P. et al., 1996, *Icarus*, 124, 62
- [216] Pollaco D. L., Skillen I., Cameron A. C., et al., 2006, *PASP*, 118, 1418
- [217] Pont, F., Aigrain, S. and Zucker, S., 2011, *MNRAS*, 411, 1953P
- [218] Poppenhaeger, K., Robrade, J., & Schmitt, J. H. M. M. 2010, *A&A*, 515, A98
- [219] Poppenhaeger, K., and Schmitt, J. H. M. M. 2011, *Astronomische Nachrichten*, 332, 1025
- [220] Prato, L., Huerta, M., Johns-Krull, C. M. et al., 2008, *ApJL*, 687, L103
- [221] Preusse, S. and Kopp, A. and Büchner, J. et al., 2006, *A&A*, 460, 317
- [222] Queloz, D., Henry, G. W., Sivan, J.P., et al., 2001, *A&A*, 379, 279
- [223] Queloz D., Bouchy F., Moutou C., et al., 2009, *A&A*, 506, 303Q
- [224] Queloz D., Anderson D. R., Collier Cameron A., 2010, *A&A*, 517L, 1Q
- [225] Radick, R. R. and Lockwood, G. W. and Skiff, B. A., et al., 1998, *ApJS*, 118, 239R
- [226] Raskin, G., van Winckel, H., Hensberge, H., et al. 2011, *A&A*, 526, A69
- [227] Rees, D. E. and Semel, M. D. 1979, *A&A*, 74, 1
- [228] Reffert, S., Bergmann, C., Quirrenbach, A. et al., 2015, *A&A*, 574, 116R
- [229] Reid, I. N., Cruz, K. L., Allen, P. et al., 2004, *AJ*, 128, 463
- [230] Reiners, A. 2009, *A&A*, 498, 853
- [231] Robertson, P., Endl, M., Henry, G. W. et al., 2015, *ApJ*, 801, 79R
- [232] Robinson, C. R. and Bopp, B. W. 1987, in: Linsky J.L., Stencel R.E. (eds.) *Cool Stars, Stellar Systems and the Sun*. Springer, New York, p. 509
- [233] Rowe, J., Matthews, J. M., Miller-Ricci, E. et al, 2006, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 38, pag 163.5
- [234] Rubenstein, E. P. and Schaefer, B. E., 2000, *ApJ*, 529, 1031
- [235] Saar, S. H., 2003, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series "Scientific Frontiers in Research on Extrasolar Planets"*, 294, p65

- [236] Saar, S. H., 2009, American Institute of Physics Conference Series, 1094, 152
- [237] Saar, S. H. and Donahue, R. A., 1997, *ApJ*, 485, 319
- [238] Saar, S. H. and Fischer, D., 2000, *ApJL*, 534, L105
- [239] Salter, D. M., Kóspál, Á., Getman, K. V., et al. 2010, *A&A*, 521, A32
- [240] Santerne, A., Díaz, R. F., Almenara, J.-M. et al., 2015, *MNRAS*, 451, 2337S
- [241] Santos, N. C., Mayor, M., Naef, D. et al., 2000, *A&A*, 361, 265
- [242] Santos, N. C., Israelian, G. and Mayor, M., 2001, *A&A*, 373, 1019
- [243] Santos N. C., Gomes da Silva J., Lovis C., et al, 2010, *A&A*, 511, A54
- [244] Scargle, J. D., 1982, *ApJ*, 263, 835
- [245] Schmitt J. R., Agol E., Deck K. M. et al., 2014, *ApJ*, 795, 167S
- [246] Schrijver, C. J. and Zwaan, C., 2000, Cambridge Astrophysics Series, 34
- [247] Schröter, S., Czesla, S., Wolter, U. et al. 2011, *A&A*, 532, A3
- [248] Schworer, G. and Tuthill, P. G., 2015, *A&A*, 578, A59
- [249] Setiawan, J., Weise, P., Henning, T., et al., 2007, *ApJL*, 660, L145
- [250] Setiawan, J., Henning, T. and Launhardt, R. et al., 2008, *Nature*, 451, 38
- [251] Shkolnik, E. L. 2013, *ApJ*, 766, 9
- [252] Shkolnik, E, Walker, G. A. H., and Bohlender, D. A. 2003, *ApJ*, 597, 1092
- [253] Shkolnik, E, Walker, G. A. H. , Bohlender, D. A. et al. 2005, *ApJ*, 622, 1075
- [254] Shkolnik, E, Bohlender, D. A., Walker, G. A. H. et al. 2008, *ApJ*, 676, 628
- [255] Siarkowski, M., Pres, P., Drake, S. A., et al. 1996, *ApJ*, 473, 470
- [256] Sneden, C., 1973, *ApJ*, 184, 839
- [257] Sousa, S. G., Santos, N. C., Israelian, G. et al., 2011, *A&A*, 533, 141S
- [258] Steele, I. A., Smith, R. J., Rees, P. C. et al., 2005, "Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series", 5489, 679
- [259] Strand K. Aa., *PASP*, 55, 29S
- [260] Struve O., 1952, *The Observatory*, 72, 199
- [261] Swain, M. R., Vasisht, G. and Tinetti, G., 2008, *Nature*, 452, 329S
- [262] Tinetti, G., Vidal-Madjar, A., Liang, M.-C., 2007, *Nature*, 448, 169T
- [263] Title A. M., Tarbell T. D., Topka K. P. et al., 1989, *ApJ*, 336, 475

- [264] Toner, C. G. and Gray, D. F., 1988, *ApJ*, 334, 1008T
- [265] Tonry, J. and Davis, M., 1979, *AJ*, 84, 1511
- [266] Torres, G., Kipping, D. M., Fressin, F. et al, 2015, *A&A*, 800, 99T
- [267] Tuomi, M. 2011, *A&A*, 528, L5
- [268] Tuomi, M. 2012, *A&A*, 543, A52
- [269] Tuomi, M., and Anglada-Escudé, G. 2013b, *A&A*, 551, A79
- [270] Tuomi, M. and Kotiranta, S. 2009, *A&A*, 496, L13
- [271] Tuomi, M., Pinfield, D., & Jones, H. R. A. 2011, *A&A*, 532, A116
- [272] Tuomi, M., Jones, H. R. A., Jenkins, J. S. et al. 2013a, *A&A*, 551, A79
- [273] Tuomi, M., Anglada-Escude, G., Jenkins, J. S. et al. 2014, arXiv:1405.2016
- [274] Udry, S., and Santos, N. C., 2007, *A&AR*, 45, 397
- [275] Udry, S., Bonfils, X., Delfosse, X. et al., 2007, *A&A*, 469, 43U
- [276] Unruh, Y. C., Solanki, S. K. and Fligge, M., 1999, *A&A*, 345, 635
- [277] Valencia, D., Sasselov, D. D. and O'Connell, R. J., 2007, *ApJ*, 656, 545V
- [278] van de Kamp P., 1963, *AJ*, 68, 295V
- [279] Walker, G. A. H. and Buchholz, V. and Fahlman, G. G. et al., 1973, *AJ*, 78, 681W
- [280] Walker, G. A. H., Croll, B., Matthews, J. M., et al. 2008, *A&A*, 482, 691
- [281] Walter, F. M., 1994, in IAU Symposium "Stellar Surface Structure", 176, p355
- [282] Wang, J. and Fischer, D. A., 2015, *AJ*, 149, 14
- [283] Wilson O. C., 1963, *ApJ*, 138, 832W
- [284] Wilson O. C., 1968, *ApJ*, 153, 221W
- [285] Wilson O. C., 1978, *ApJ*, 226, 379W
- [286] Wilson, O. C. and Vainu Bappu, M. K., 1957, *ApJ*, 125, 661W
- [287] Wolszczan A. and Frail D. A., 1992, *Nature*, 355, 145
- [288] Wright J. T., 2004, *AJ*, 128, 1273
- [289] Wright J. T., 2005, *PASP*, 117, 657
- [290] Wu, Y. and Murray, N., 2003, *ApJ*, 589, 605
- [291] Zarka, P. 2007, *P&SS*, 55, 598
- [292] Zuckerman, B., Song, I. and Bessell, M. S. 2004, *ApJL* 613, L65





Esta Tesis se terminó de escribir  
en Madrid  
el 14 de septiembre de 2015  
con la Luna Nueva en el apogeo